Scienze della Terra

2023/24

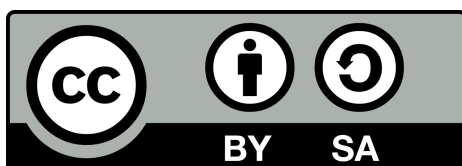
Dispense a cura di:
Moreno Gazzotti

ITIS "E. Fermi"
Modena

XII Edizione

Indice Dispense **SdT**

Bibliografia essenziale

Wikipedia
Rodomontano - **Astronomia e cosmologia**
J.D. Fix - **Astronomy: journey to the cosmic frontier** - 2008 - McGraw-Hill
J. Hester et alii - **Astronomy in the 21st century** - 2010 - W.W. Norton &co
M. Seeds & D. Backman - **Foundations of astronomy** - 2011 - Brooks/Cole
S.E. Schneider & T.T. Arny - **Pathways to astronomy** - 2009 - McGraw-Hill
J. Bennett et alii - **The essential cosmic perspective** - 2012 - Pearson
R.P. Feynman - **Sei pezzi facili** - 2000 - Adelphi
J.V. Narlikar - **Le sette meraviglie del cosmo** - 2010 - Codice edizioni
T. McGuire - **Earth science - The physical setting** - 2005 - Amsco School publ.
S. Marshack - **La Terra: ritratto di un pianeta** - 2004 – Zanichelli

1. Osservazione del cielo notturno

I fenomeni naturali stimolano la curiosità umana e spingono a cercarne il significato. Osservare un fenomeno, misurarne le caratteristiche, per poi elaborarne una spiegazione razionale attraverso leggi matematiche fa parte della disciplina di pensiero chiamata "**scienza**".

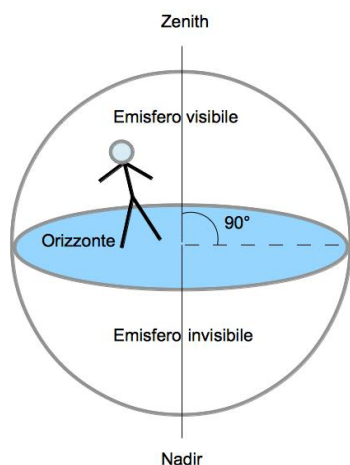
E' noto che già nell'antichità, l'uomo volgesse lo sguardo verso il cielo per scrutare e capire l'azione dei più svariati corpi celesti (sole, luna, pianeti, stelle,...), costruendo miti e credenze sul loro significato. Ripercorrere parte di questa indagine può servire per comprendere meglio l'importanza del pensiero scientifico.

I corpi celesti sono fenomeni naturali che si osservano liberamente in due contesti differenti:

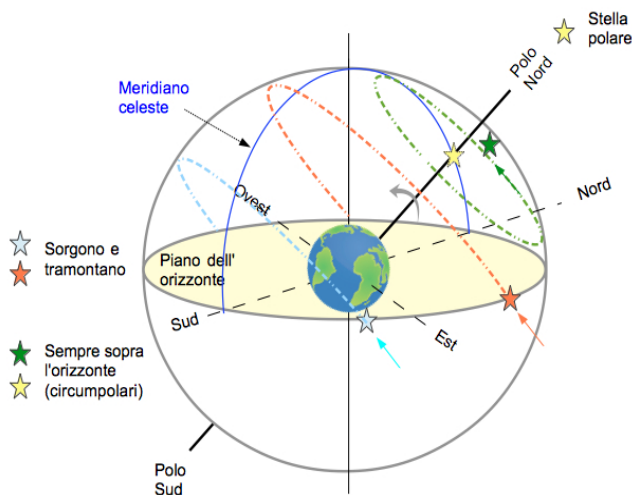
a. osservazione diurna in cui si osserva il Sole, talvolta la Luna e raramente qualche stella;
b. osservazione notturna in cui osserviamo stelle, pianeti, la Luna ed altri oggetti di minore dimensione.

Diamo un'occhiata al comportamento delle stelle. Esse si muovono:

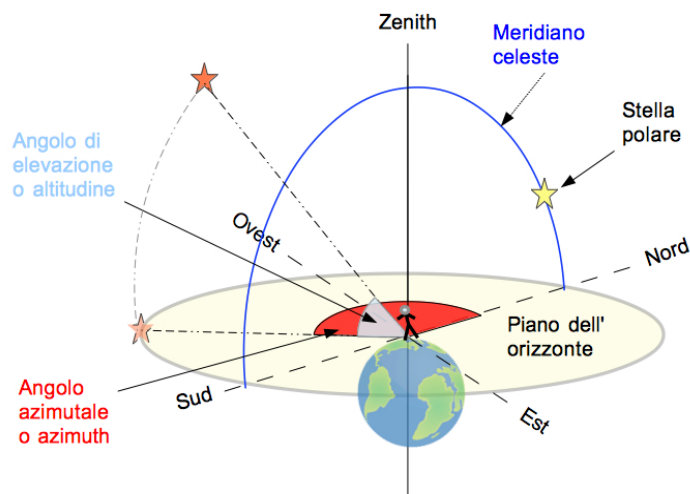
- mantenendo la stessa distanza reciproca;
- ruotando con moto circolare (in senso orario guardando a Sud);
- con traiettorie sempre più strette fino ad un punto centrale "immobile" (polo celeste).

Se vogliamo stabilire la posizione ed il moto di questi corpi celesti è opportuno usare qualche riferimento specifico rispetto all'osservatore.

La **sfera celeste** è una cupola immaginaria che si estende nello spazio, delimitata dal cerchio dell'orizzonte. Essa fa parte di una sfera immaginaria distinta in due emisferi: uno visibile perché sopra al piano dell'orizzonte che "calpestiamo"; l'altro invisibile posto sotto tale piano. Le stelle appaiono spalmate sulla superficie della sfera, tutte alla stessa distanza da noi.

La linea perpendicolare al piano e passante per l'osservatore, interseca la sfera celeste in due punti: uno verso l'alto (zenith); l'altro verso il basso (nadir). Ogni osservatore deve considerarsi al centro di una sfera celeste "personale".

Il percorso delle stelle si può immaginare come fossero lampadine fissate sulla superficie di una sfera: hanno traiettorie circolari da molto strette a più ampie, ma tutte concentriche fra loro. L'unico moto che può generare una tale disposizione è quello di una sfera che ruota attorno ad un asse.

Questo asse di rotazione "infilza" la sfera celeste in due punti detti **poli celesti**. La sfera celeste compie un giro completo in circa 24 ore. In questo arco di tempo, i poli sono gli unici nel cielo che stanno sempre fermi: ottimi quindi come riferimenti nello spazio (almeno di notte)!

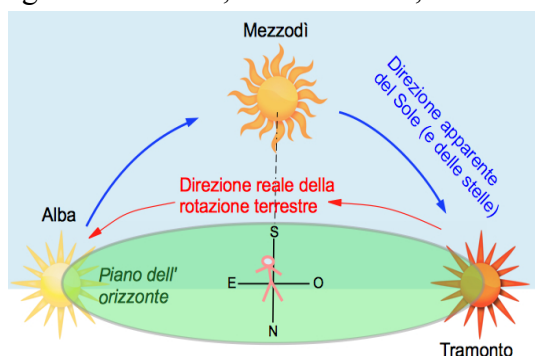
A questo punto due sono i punti fissi sulla sfera celeste: il polo celeste e lo zenith. La linea semicircolare che li congiunge si chiama meridiano celeste: ogni stella che vi si trova in un dato momento ha raggiunto il punto più alto del suo percorso notturno (culmine). I due punti contrapposti che si trovano dove il meridiano celeste si congiunge con il piano dell'orizzonte sono il nord **(N)** ed il sud **(S)**; unendoli si ottiene la linea del meridiano geografico. Immaginando una retta perpendicolare a quella N-S avremo altri due punti sull'orizzonte definibili come est **(E,** dove sorge il Sole**)** ed ovest (**W**, dove tramonta il Sole). Ecco definiti i punti cardinali!

La posizione di un corpo celeste può essere definita con una coppia di valori angolari: l'azimuth (angolo del corpo celeste rispetto al N sul piano orizzontale) e altitudine o declinazione, (angolo che il corpo celeste forma con il piano orizzontale). Sono le **coordinate celesti** o alt-azimutali.

Con queste definizioni, la descrizione del moto delle stelle può portare alle seguenti conclusioni:

a) procedono tutte da E ad W con moto circolare e un giro completo avviene in circa 24 h; ognuna si muove di circa 15° ogni ora, permettendo di prevederne la posizione dopo un certo tempo;

b) muovendosi alla stessa velocità (angolare) le distanze reciproche delle stelle non cambiano: per questo motivo assumono l'aspetto di un mosaico immutabile i cui punti, uniti tra loro, pare tratteggino immagini stilizzate. Da questo effetto deriva il concetto antichissimo di costellazione;

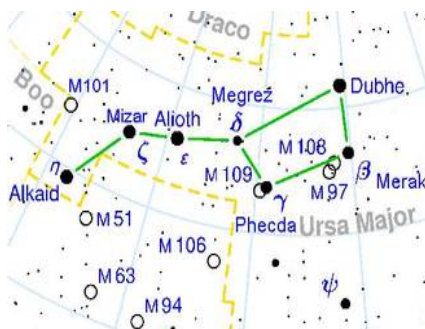
c) la traiettoria è tanto più ampia quanto più la stella è lontana dal polo; alcune stelle intersecano il piano dell'orizzonte, sorgendo nella parte orientale (E) e tramontando in quella occidentale (W); quelle più vicine ai poli (stelle circumpolari) si muovono su cerchi molto piccoli e spesso sono visibili per tutta la notte; se coincidono con l'asse polare sembrano immobili (stelle polari);

d) anche il Sole si muove con una velocità simile, visto che attraversa il meridiano celeste (mezzodì solare) ogni 24 ore circa; come le stelle, esso si muove da E verso W.

Queste osservazioni hanno portato a due diverse ipotesi:

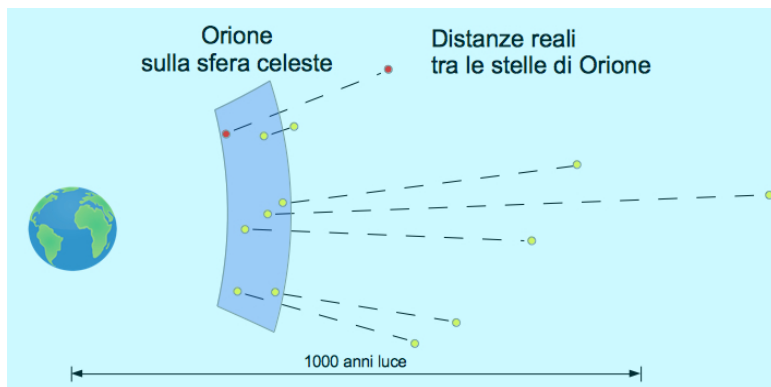
1. l'osservatore (la Terra) è immobile e la sfera celeste ruota da E ad W attorno ad un asse passante per la stella polare;
2. la sfera celeste è ferma, mentre noi (l'osservatore terrestre) ruotiamo in direzione opposta, cioè da W verso E, con l'asse di rotazione coincidente con quello polare.

E' ovviamente più facile ammettere l'ipotesi 1 (sono le stelle che sembrano muoversi, non noi!), e proprio per questo è stato difficile dimostrare che è vera l'ipotesi 2, cioè che è la Terra a ruotare su sé stessa, da W verso E (moto di rotazione terrestre), mentre le stelle (ed il Sole) sono relativamente ferme. L'asse di rotazione è dovuto ad un moto terrestre e non celeste. Per questo motivo oggi, parlando della posizione e del movimento dei corpi celesti si preferisce parlarne come di moti apparenti.

1.a Costellazioni

In tutti i luoghi della Terra, gli studi archeologici hanno messo in evidenza che i nostri progenitori guardavano attentamente il disegno delle stelle utilizzandolo a scopi pratici, ma anche inglobandolo nella propria cultura. Il termine latino **costellazione** significa *insieme di stelle*.

L'orsa maggiore è facile da identificare nella parte settentrionale del cielo ed è così chiamata perché ricorda un orsa (il quadrilatero) inseguita da tre cacciatori. Tale costellazione per gli egizi era la gamba di un bue, per i siberiani un cervo, per alcuni nativi americani una processione funebre, mentre i nordamericani attuali la riconoscono come un grande mestolo, per gli inglesi è un aratro. Nel mediterraneo queste sette stelle rappresentavano sette buoi (*septem triones*) da cui deriva il nome settentrione. Oggi, gli astronomi usano convenzionalmente il nome di Ursa major.

Per ubicare una stella nel cielo o definire semplicemente un'area astronomica, gli scienziati usano le costellazioni ancora oggi, nonostante sia stato dimostrato che esse sono un'illusione di prospettiva.

Misurando la distanza effettiva delle stelle dalla Terra, ci si è resi conto che la "sfera celeste" non esiste: ciò che vediamo è solamente un effetto ottico per l'osservatore, che schiaccia le stelle come su uno "schermo piatto", rendendole solo apparentemente vicine. Le costellazioni raggruppano quindi stelle solo per un effetto di prospettiva.

Gli astronomi, per ragioni pratiche, suddividono ancora oggi la sfera celeste in 88 aree astronomiche contraddistinte da altrettante costellazioni più o meno tradizionali.

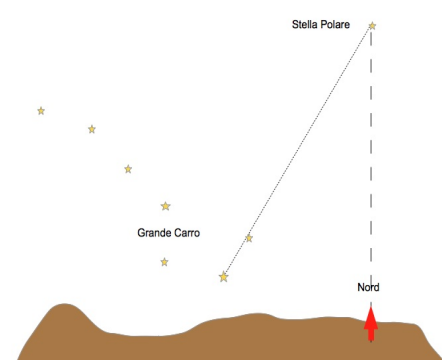
1.b Orientamento

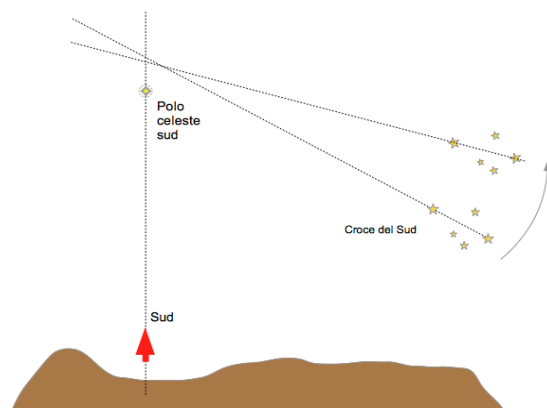
Nel passato, chi sapeva interpretare i disegni ed i movimenti delle stelle nel cielo notturno, o prevedere il cammino del Sole deteneva un grande potere e spesso vantava di essere in contatto diretto con le divinità che abitavano il cielo e lo manovravano. Oggi le interpretazioni di questi fenomeni sono mutate, ma lo studio della posizione e del moto dei corpi celesti gioca ancora una parte importante del nostro modo di vivere.

1.b.1 Orientamento geografico

L'orientamento geografico consiste nella capacità di spostarsi sulla superficie terrestre in modo consapevole, utilizzando mezzi tecnologici oppure traendo informazioni da fenomeni naturali. In questo caso parleremo dell'orientamento geografico che si ottiene con informazioni astronomiche (notturne).

L'elemento geografico per eccellenza è definito dalla proiezione del meridiano celeste sulla superficie terrestre, generato dalla posizione dell'asse di rotazione: in questo modo è possibile indicare il N (o il S). Per definirne la posizione dobbiamo prima identificare la posizione dell'asse nella sfera celeste, altrimenti invisibile.

Nell'emisfero boreale o settentrionale (dove sta Modena), il polo di rotazione coincide approssimativamente con una stella, chiamata proprio **stella polare**. Questa stella non ha caratteristiche fuori dalla norma, anzi non è neppure molto luminosa. E' difficile individuarla nel cielo notturno, se non utilizzando uno stratagemma.

Individuando l'orsa maggiore, infatti, si può immaginare di prolungare una linea usando le due stelle opposte al "timone" (la sponda posteriore del carro): una linea circa 4-5 volte più lunga la distanza tra queste due raggiunge una stellina poco luminosa che è proprio la stella Polare.

Nell'emisfero australe o meridionale la cosa si complica perché manca una stella come quella polare. Tuttavia, vicino al polo celeste è possibile riconoscere una costellazione circumpolare di 5 stelle nota come **croce del sud** la cui diagonale maggiore, prolungata circa 4 volte e mezzo, punta vicino al polo celeste meridionale.

Gli altri due punti di orientamento sono l'est e l'ovest che possono essere definiti osservando la direzione del moto apparente delle stelle, visto che queste si spostano, da E verso W. L'esatta posizione dei punti cardinali E ed W si può valutare tracciando una linea perpendicolare alla linea meridiana (N-S).

1.B.2 Orientamento cronologico

Il concetto di orientamento cronologico consiste nel valutare il moto apparente dei corpi celesti per quantificare il tempo che passa. Si possono utilizzare diversi fenomeni astronomici collegati a diverse variazioni di tempo:

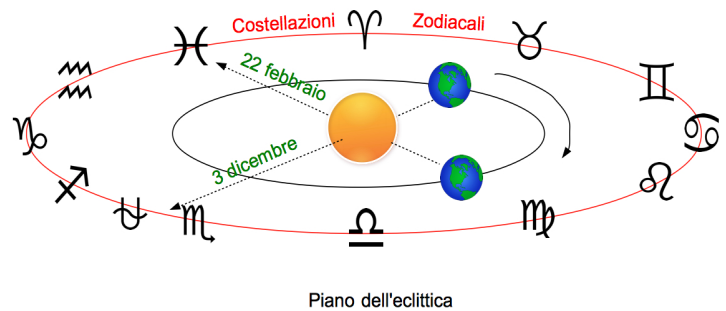
- moto apparente del Sole (orario e giornaliero)
- fasi lunari (settimanale e mensile)
- moto apparente delle stelle (orario e giornaliero)
- moto apparente delle costellazioni zodiacali (mensile ed annuo)

Uno dei sistemi con cui nel passato si associava l'alternanza delle stagioni (equinozi e solstizi) o l'inizio dell'anno si basa sulla posizione relativa delle costellazioni zodiacali rispetto al Sole.

Le costellazioni zodiacali o **zodiaco** hanno una caratteristica in comune: sono "attraversate" dal prolungamento del piano della eclittica terrestre, cioè il piano di rotazione della Terra attorno al Sole. Lo zodiaco classico è una fascia sul piano dell'eclittica terrestre divisa in 12 settori separati di 30° circa l'uno dall'altro.

La linea o piano dell'eclittica rappresenta anche il luogo ove avviene l'apparente rotazione del Sole attorno alla Terra.

Se potessimo vedere le stelle sullo sfondo del Sole sarebbe facile notare che nel suo percorso sopra l'orizzonte, in un anno, verrebbe "attraversato" tutto lo zodiaco.

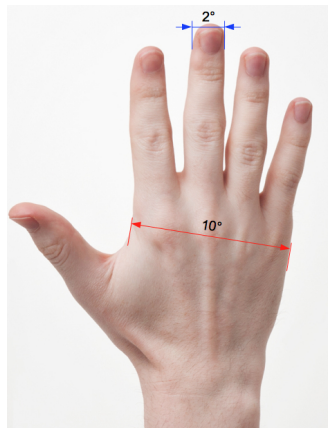
Piano dell'eclittica

La costellazione dello zodiaco che si trova "dietro" il Sole dall'alba al tramonto è la costellazione di riferimento: dal 21 marzo al 20 aprile circa, la costellazione dell'Ariete sorge e tramonta con il Sole. In ogni periodo dell'anno il Sole "nasconde" una sola costellazione zodiacale: a questa bisogna fare riferimento ed essa potrà essere notata solo in prossimità del sorgere e tramontare del Sole stesso.

Per i babilonesi l'anno solare era suddiviso in 360 giorni, ognuno corrispondente ad 1° del percorso del Sole attraverso lo zodiaco: è da questa osservazione che nasce la misurazione angolare sessagesimale.

2. Distanze astronomiche

Le distanze astronomiche vengono in genere espresse come angoli o come distanze lineari.

2.a Distanze angolari

Un angolo misura l'ampiezza (in gradi e sottomultipli) tra due semi-rette convergenti ad un punto di origine. Gli angoli sono usati per definire la dimensione di un corpo celeste o per misurare distanze apparenti.

Nell'antichità si potevano fare misure approssimative degli angoli tra corpi celesti utilizzando utilizzando semplicemente le mani. In genere, stendendo il braccio e la mano in direzione dell'oggetto da misurare, è possibile avere una larghezza angolare di circa 10° (dorso della mano), di 3° (pollice), 2° (le altre dita), e così via.

In questo modo l'estensione del carro maggiore misura circa 20°, il diametro della luna (piena) è 0,5° così come quello del Sole. E' quindi possibile stabilire in modo pratico anche l'elevazione e l'azimuth di un corpo celeste.

Per misure più accurate si usano strumenti come sestanti, goniometri e teodoliti. In questi casi è possibile misurare anche frazioni di grado, cioè minuti di arco e secondi di arco per valutazioni ancor più precise.

1° = 60' (minuti di arco o primi) **1' = 60"** (secondi di arco o secondi) quindi, **1° = 3600"**

La suddivisione sessagesimale è stata introdotta dai babilonesi che avevano paragonato il ciclo solare annuale completato da porzioni giornaliere di 1°, per un anno di 360 giorni (360°).

Elaborando misure angolari con la trigonometria è possibile infine calcolare distanze, come con la parallasse.

2.b Distanze lineari

Una distanza lineare si riferisce in genere alla distanza tra due punti. Esistono varie unità di misura astronomiche, che dipendono sostanzialmente dal sistema di misurazione.

10^n	n	Prefisso	Simbolo
10^{12}	12	tera	T
10^9	9	giga	G
10^6	6	mega	M
10^3	3	kilo	k
10^2	2	etto	h
10^1	1	deca	da
10^0	0		
10^{-1}	-1	deci	d
10^{-2}	-2	centi	c
10^{-3}	-3	milli	m
10^{-6}	-6	micro	µ
10^{-9}	-9	nano	n
10^{-12}	-12	pico	p

Una volta misurata una distanza e conoscendo i rapporti di proporzionalità con altre unità di misura è sempre possibile trasformare una misura lineare da un sistema all'altro.

In astronomia si utilizzano le seguenti unità di misura lineari:

- sistema internazionale (SI)
- unità astronomica (UA)
- anno luce (AL)
- parsec (pc)

2.b.1 Sistema internazionale

Questo sistema è quello adottato dalla comunità scientifica internazionale e definisce la lunghezza o distanza lineare [L]. La unità di misura di riferimento è il metro (**m**) che nella definizione attuale è la distanza percorsa dalla luce in una frazione (1/299792458) di secondo.

Oltre al metro si usano multipli e sottomultipli decimali definiti con un prefisso standard (ad esempio, km). La ulteriore suddivisione decimale facilita le trasformazioni delle misure sfruttando la notazione esponenziale a base dieci (10^n), grazie alla quale vengono semplificate le principali operazioni matematiche.

2.B.2 Unità astronomica

In astronomia la distanza pari a 1 UA (unità astronomica) si riferisce alla distanza media tra la Terra ed il Sole, equivalente a $1,496 \cdot 10^{11}$ **m**. L'orbita terrestre infatti, non è circolare, ma ellittica ed ha una distanza massima (afelio) di $1,52 \cdot 10^{11}$ **m** ed una distanza minima (perielio) di $1,47 \cdot 10^{11}$ **m**.

Conversione nel SI: 1 **UA** = $1,496 \cdot 10^{11}$ **m** = $1,496 \cdot 10^{8}$ **km**

Tale misura si usa di solito per distanze interne al sistema solare, il cui diametro è circa $2,5 \cdot 10^{5}$ **UA**. Pretendere di misurare distanze maggiori con le **UA**, sarebbe come tentare di misurare una balena con un righello di 1 **dm**: non avrebbe senso!

2.B.3 Anno luce

L'anno-luce (**al**) è una lunghezza e non un tempo come potrebbe suggerire il nome. Essa esprime lo spazio percorso dalla luce (o altra radiazione elettromagnetica) nel vuoto in un anno terrestre (cioè 365 giorni circa):

$$1 \text{ al} = 9,46 \cdot 10^{12} \text{ km}$$

Questo valore si ricava da questi valori: *velocità luce nel vuoto* = $3 \cdot 10^{5}$ **km/s** e *1 anno* = $3,16 \ 10^{7}$ **s**

Siccome: velocità = spazio/tempo, si ricava: spazio = tempo·velocità. Quindi:

$$1 \text{ al} = (3,16 \cdot 10^{7} \text{ s}) \cdot (3 \cdot 10^{5} \text{ km/s}) = (3,16 \cdot 3)(10^{7} \cdot 10^{5})(\text{s} \cdot \text{km/s}) = 9,46 \cdot 10^{12} \text{ km}$$

Il fascino di questa misura è che pur esprimendo una distanza, suggerisce il passato di un corpo celeste: vediamo una stella lontana 500 **al,** com'era 500 anni fa, quando ha emanato la luce che ha viaggiato fino a noi.

2.B.4 Parsec

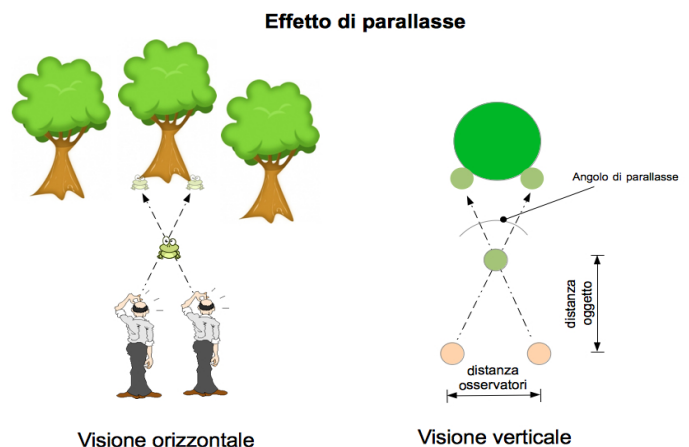
Il parsec deriva da parallasse (*par*) e secondo (*sec*). Il termine parallasse si riferisce: a) al movimento apparente delle stelle causato dalla rivoluzione terrestre, b) ad una misura delle distanze ottenuta per triangolazione. La parola secondo si riferisce ad un angolo misurato in secondi d'arco, cioè in frazioni di grado.

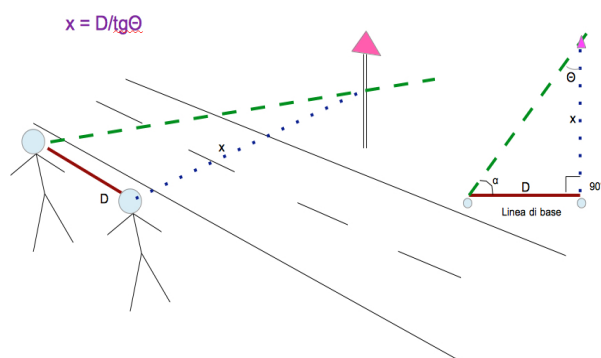
2.b.4.a Effetto di parallasse

Si osservi una matita davanti a noi, prima con un occhio e poi con l'altro: la matita sembra spostarsi rispetto allo sfondo, ma in realtà la teniamo fissa! Questa illusione è detta effetto di parallasse: l'oggetto non cambia posizione, ma sembra muoversi rispetto allo sfondo di un certo angolo detto di parallasse.

L'angolo di parallasse è tanto più grande quanto maggiore è la distanza tra i due punti di osservazione (i nostri occhi, o se ci spostiamo in due punti diversi) e diventa più piccolo se l'oggetto osservato si allontana.

Un oggetto molto distante, avrà un angolo di parallasse così piccolo da non poter essere misurato, a meno che non si usino strumenti più sofisticati oppure venga aumentata la distanza tra gli osservatori.

Le stelle sono così lontane che l'angolo di parallasse è sempre inferiore a qualche decimo di secondo. L'incapacità di misurare questo effetto, indusse molti astronomi a pensare che la Terra fosse immobile: se la Terra ruota attorno al Sole, ci si deve aspettare un certo effetto di parallasse, visto che il suo moto fa cambiare punto di osservazione. Solo all'inizio del XIX secolo fu

possibile misurare l'angolo di parallasse di una stella (61 Cygni, pari a 0,314 secondi d'arco), cosa che permise di dimostrare scientificamente anche il moto terrestre attorno al Sole.

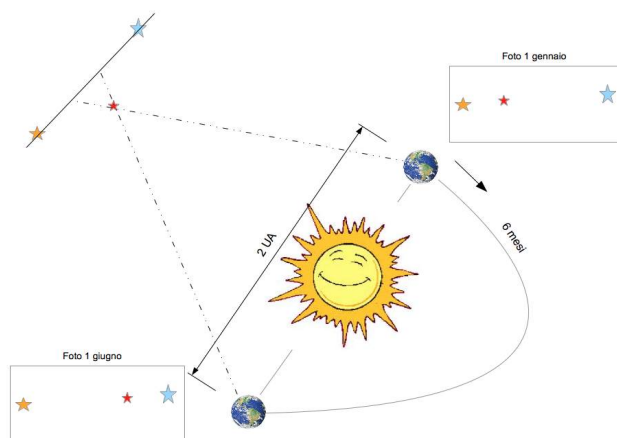
Misurando l'angolo di parallasse è possibile determinare anche la distanza dell'oggetto osservato.

2.b.4.b Misure di lunghezza per triangolazione

La triangolazione calcola distanze sfruttando le proprietà dei triangoli. La distanza di un cartello stradale (**x**), osservato da due punti di vista distanti **D** è calcolabile misurando l'angolo (Θ) opposto a D. Grazie alla trigonometria è possibile calcolare: **x = D**/tgΘ (tg = tangente).

Se la Terra si muove nello spazio sarà possibile misurare la distanza delle stelle (**x**), ma dovremo utilizzare una linea di base estremamente lunga (**D**), perché **x** è enorme (e l'angolo Θ mooolto piccolo!). Ma quale **D** dovremo usare?

2.b.4.c Triangolazione astronomica

L'effetto parallattico delle stelle è difficile da misurare, a meno che non ci si sposti enormemente. Sulla Terra possiamo spostarci al massimo di circa 300 milioni di km, visto che essa, dopo sei mesi, si troverà a circa 2 UA dalla posizione precedente.

1 parsec (**pc**) equivale alla distanza di una stella immaginaria il cui spostamento per parallasse dopo sei mesi (parallasse semestrale, detta anche annua) è di 1” (secondo d'arco), ed equivale a circa $2{,}06 \cdot 10^5$ **UA**.

Perchè proprio questa cifra? Perché un settore di 1” d'arco di una qualsiasi circonferenza corrisponde ad un valore lineare che è $2{,}06 \cdot 10^5$ più piccolo del suo raggio. Al contrario, se il valore della misura lineare del settore di 1” è 1**UA**, allora il valore del raggio sarà proporzionalmente più grande di $2{,}06 \cdot 10^5$ volte, cioè $2{,}06 \cdot 10^5$ **UA**. La misura di 1 **pc** viene definita in questo modo:

$$1 \ \mathbf{pc} = 2{,}06 \cdot 10^5 \ \mathbf{UA}.$$

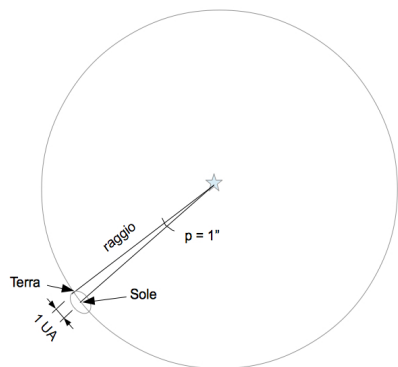
Misurando l'angolo dello spostamento semestrale di una stella è possibile calcolarne la distanza **x**: **x** (in **pc**) = 1/**p”**

p” angolo di parallasse in secondi d'arco

Tutte le stelle hanno angoli di parallasse inferiori ad 1”. Proxima Centauri, la stella più vicina, ha una parallasse di 0,76”. I limiti di questa misura angolare dipendono dalla presenza di “ostacoli” deformanti della luce: gli osservatòri sulla Terra hanno sensibilità fino a 0,01”, mentre i satelliti artificiali nello spazio arrivano a misurare angoli fino a 0,001”, cioè fino ad un migliaio di pc (poco più di 3000 AL). E le distanze maggiori?

2.b.5 Altri sistemi di misurazione delle distanze stellari

Stelle vicine, la cui distanza è stata misurata con la parallasse possono essere usate come ***candele*** per lo studio di stelle simili che si trovano a distanze maggiori e quindi meno luminose. Una volta studiata la tipologia di una stella lontana, la si confronta con stelle più vicine a distanza nota, ed è così possibile determinarne la distanza.

Conoscendo la luminosità reale di una stella e la sua luminosità apparente, come misurata dalla Terra, è possibile stimarne la distanza. Questo metodo indiretto di determinazione della distanza è noto come *parallasse spettroscopica*. Vi sono poi altri metodi utilizzati per distanze maggiori (inter-galattiche) che prevedono l'utilizzo di caratteristiche e strumenti sempre più complessi.

3. Magnitudine

La caratteristica più appariscente di una stella è la sua luminosità. Le stelle sono luminose perché producono radiazioni elettromagnetiche visibili emanandole nello spazio. Gli astronomi misurano una luminosità come apparente (che appare a noi) oppure assoluta (valutata ad una distanza standard). Alternativamente viene anche espressa come magnitudine, che ha un valore che tanto maggiore quanto più bassa è la luminosità.

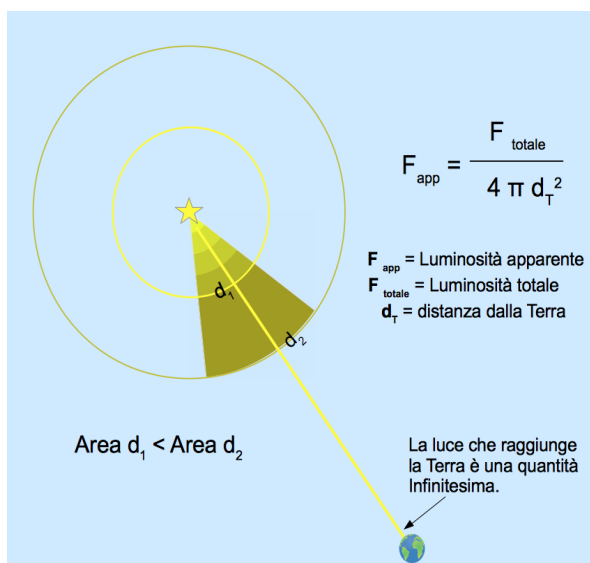
3.a Storia del concetto di magnitudine

Ipparco (190 aC – 120 aC) compilò un catalogo delle stelle note (un migliaio) comprendente vari dati (il loro nome, la loro posizione nel cielo,...). Nel catalogo introdusse anche una semplice classificazione delle stelle secondo la loro luminosità osservata ad occhio nudo.

Egli riteneva che le stelle fossero alla stessa distanza dalla Terra e quindi la luminosità doveva essere collegata alla loro dimensione: quelle più luminose avevano magnitudo (grandezza) maggiore. Egli assegnò ad ogni stella un numero ordinale (1°, 2°, fino a 6°) in funzione della luminosità. Il numero di magnitudo di una stella risulta inversamente proporzionale alla luminosità: le stelle di 1^ magnitudine hanno luminosità maggiore ma valore numerico (1) più basso e viceversa per quelle di 6^.

La magnitudo rimase un comodo riferimento degli astronomi per duemila anni e solo la possibilità di misurare esattamente la quantità di luce che proviene da una stella ne ha modificato il significato. Attualmente vengono usati sia i valori di luminosità, ma anche, e più diffusamente, quelli di magnitudine.

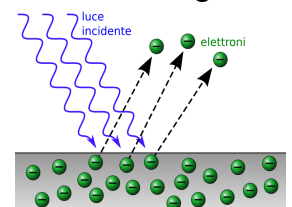
3.b Luminosità

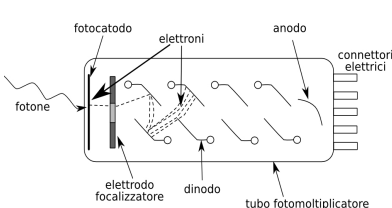
In astronomia il concetto di luminosità viene espresso come la quantità di energia radiante di una stella nell'unità di tempo (in fisica il valore di energia/tempo si esprime come *potenza* e si misura in Watt).

La luminosità varia con l'inverso del quadrato della distanza dall'osservatore. E' possibile calcolare questa luminosità percepita con la seguente formula:

$$F_{app} = \frac{F_{totale}}{4 \pi d_T^2}$$

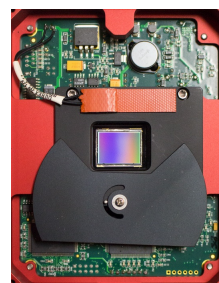
F_{app} = luminosità apparente; F_{totale} = luminosità totale; d_T = distanza dalla sorgente luminosa.

Di tutte le radiazioni prodotte da una stella ne arriverà sulla Terra solo una minima frazione, a causa della grande distanza.

Lo strumento che si usa per misurare la quantità di luce si chiama fotometro: conoscendo la distanza della sorgente è possibile calcolare la luminosità totale.

3.b.1 Misura astronomica della luminosità

I fotometri sfruttano l'effetto fotoelettrico che trasforma la luce proveniente da una stella in corrente elettrica. Si usano sia fotometri fotoelettrici o CCD.

Nel **fotometro fotoelettrico** la luce viene opportunamente convogliata dal telescopio allo strumento. Il flusso luminoso arriva su una cella fotosensibile, cioè una superficie cosparsa di una sostanza che emette un numero proporzionale di elettroni rispetto alla quantità di radiazioni che la colpiscono.

Gli elettroni sono attirati da un fotomoltiplicatore, cioè uno strumento che amplifica il flusso di elettroni per consentirne la misurazione. Infine, questo flusso elettronico raggiunge il rilevatore che trasforma il tutto in un numero.

Il **CCD** (Charged Coupled Device) converte il segnale luminoso in un dato numerico. Esso consiste in un circuito elettronico integrato formato da semiconduttori che se colpiti da radiazioni elettromagnetiche (luce) accumulano una carica elettrica misurabile, proporzionale all'intensità delle radiazioni. Peraltro, il CCD è il sensore tipico montato sulle foto- e video-camere digitali, nonché nei fax e negli scanner odierni.

3.c Magnitudine apparente

La magnitudo di Ipparco era definita in modo soggettivo, mentre la magnitudine apparente si ricava da una vera misura fisica. Del concetto classico di magnitudo viene mantenuta l'inversa proporzionalità rispetto alla luminosità: più una stella è luminosa, minore sarà il valore di magnitudine.

Nel 1856 Pogson, valutando che il rapporto di luminosità tra gli estremi di magnitudo era di 100 volte, fissò un nuovo sistema di classificazione assegnando alla stella polare una valore pari a +2. Come termine di confronto, oggi si usa la stella Vega alla quale è attribuito il valore 0 (più precisamente +0,03).

Potendo misurare esattamente la luminosità si può capire come i valori di magnitudine apparente non siano più solo numeri interi da 1 a 6, ma anche decimali (es.: 4,75) e/o negativi. La magnitudine apparente si calcola attraverso la formula di Pogson:

$$m_{app} = -2{,}5\log_{10}(F_x/F_0)$$

m_{app} = magnitudine apparente; F_x è il flusso luminoso della stella x; F_0 il flusso luminoso della stella di riferimento; il meno (-) determina la inversa proporzionalità tra F_x e m_{app}; 2,5 esprime il rapporto tra una classe di magnitudine e quella successiva.

Il $\log_{10}$ (si legge: "*logaritmo in base 10*") è una espressione matematica che esprime la seguente funzione:

se $10^{x} = \mathbf{a}$ allora $\log_{10}\mathbf{a} = x$

cioè il $\log_{10}$ di un numero **a**, è un numero razionale **x** che bisogna dare come esponente a 10 per avere **a**. Esempio: $\log_{10}100 = 2$. Il valore logaritmico della luminosità apprezza quindi le variazioni esponenziali (a base 10) che vi sono tra le luminosità stellari apparenti. La magnitudine è quindi un valore esponenziale.

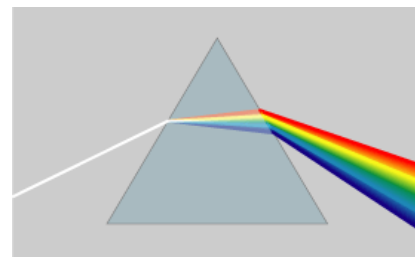
3.d Magnitudine assoluta

Il valore della magnitudine apparente non esprime la reale potenza luminosa di una stella perché non ne conosciamo la distanza da noi, e ciò impedisce di stabilire quale sia la sua vera grandezza. Ma se la distanza di una stella è nota, sfruttando la legge di variazione della luminosità con la distanza è possibile calcolare il valore della magnitudine ad una distanza standard uguale per tutti i corpi celesti, in modo da poterli allineare virtualmente, per avere un'idea delle dimensioni relative.

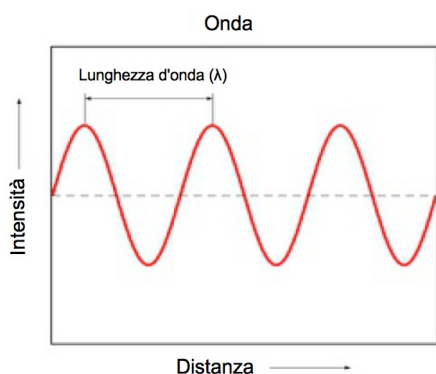
Questa distanza standard viene in genere fissata a 10 **pc**: se un corpo celeste si trova a una distanza maggiore avrà una M_{ass} più bassa, mentre a distanze minori la M_{ass} diventerà più alta di quella apparente. In genere valori superiori a +6 vanno intesi per corpi celesti non visibili a occhio nudo e se superano +30 (Luna e Venere) significa che probabilmente non sarebbero percepibili neppure con i telescopi più potenti. La stella *S Doradus* si trova nella Grande Nube di Magellano ed è la stella più brillante che sia, ad oggi, nota.

Corpo celeste	**Sole**	**Luna (piena)**	**Venere**	**Sirio**	**Vega**	**Stella Polare**	**Betelgeuse**	**S Doradus**
Distanza (in pc)	$5\cdot10^{-6}$	$1{,}3\cdot10^{-8}$	$1{,}7\cdot10^{-6}$	2,64	7,76	$1{,}33\cdot10^{2}$	$1{,}9\cdot10^{2}$	$4{,}8\cdot10^{3}$
m_{app}	-26,8	-12,6	-4,4	-1,5	0,03	1,97	0,58	9,57
M_{ass}	4,75	> 30	> 30	1,4	0,58	-3,6	-5,14	-10

4. Composizione chimica delle stelle: spettroscopia

Di cosa sono fatte le stelle? L'unico "materiale" che possiamo analizzare è la luce che emettono: studiandone la natura è stato possibile collegarla con il tipo di atomi che la producono.

4.a Natura della luce

Un primo passo verso una migliore comprensione della natura della luce avvenne in seguito agli studi sperimentali di Newton. Egli fece attraversare un raggio luminoso (luce bianca) in un prisma, dal quale venne scomposto in una serie di colori, simili a quelli dell'arcobaleno. All'associazione ordinata di questi colori egli diede il nome di spettro cromatico.

Newton spiegò che la luce bianca era in realtà composta da particelle di tutti i colori (teoria corpuscolare), ma aventi velocità diverse quando attraversavano il prisma: quelle rosse sono più veloci e compaiono dalla parte stretta del prisma, mentre quelle blu sono più lente ed emergono dove il prisma è più largo. Nello stesso periodo Huygens pensava invece che la luce si trasmettesse come un'onda attraverso un mezzo non visibile presente in tutto l'universo, a cui diede il nome di etere (teoria ondulatoria). Altri e più recenti esperimenti misero poi in evidenza la influenzabilità di queste onde in presenza di campi elettro-magnetici.

La luce consiste di pacchetti (fotoni o quanti) che viaggiano alla stessa velocità facendo oscillare il valore del loro campo elettrico e magnetico (onde o radiazioni elettro-magnetiche). Per cui il loro comportamento è sia corpuscolare che ondulatorio. Per propagarsi queste onde non hanno bisogno di alcun mezzo e viaggiano nel vuoto dello spazio cosmico.

Tutte le radiazioni elettromagnetiche si propagano nel vuoto alla stessa velocità (circa $3 \cdot 10^5$ km/s), ma si distinguono per alcune caratteristiche ondulatorie, cioè lunghezza d'onda e frequenza.

La lunghezza d'onda (λ leggi "*lambda*") è la distanza tra due punti ripetitivi di una forma d'onda. La frequenza (ν leggi "*ni*") invece consiste nel numero di cicli (onde) che passano nell'unità di tempo. Lunghezza d'onda e frequenza sono inversamente proporzionali. Nel vuoto, la relazione è:

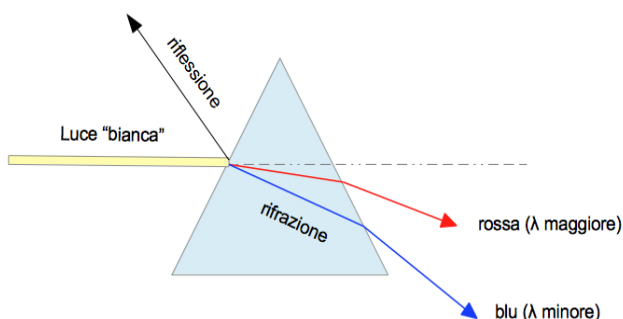
$$\lambda = c / \nu$$

λ = lunghezza d'onda di un'onda elettro-magnetica
c = velocità della luce nel vuoto = $3 \cdot 10^5$ km/s
ν = frequenza dell'onda

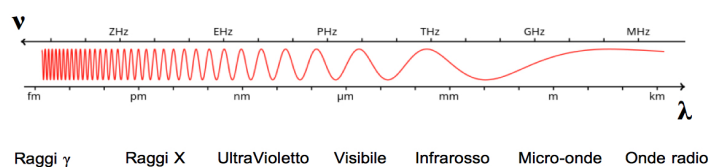
Ogni fotone di data frequenza detiene un'energia (E) pari a:

$E = h \cdot \nu$ oppure $E = (h \cdot c) / \lambda$

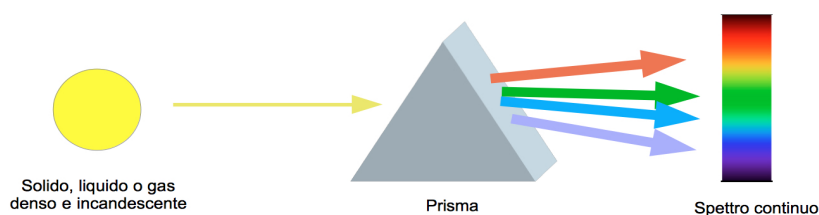
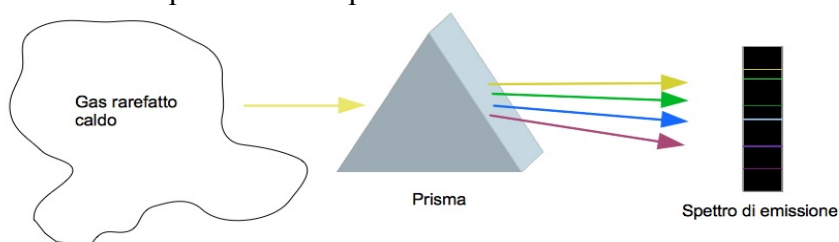
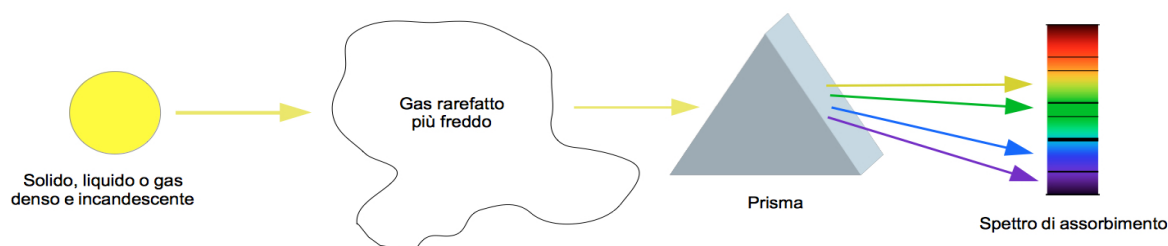
h (costante di Planck) = $6{,}63 \cdot 10^{-34}$ kg·m²/s = $6{,}63 \cdot 10^{-34}$ J·s

In pratica ogni singola radiazione nello spettro ha ν ed E caratteristiche. Attraversando il prisma, la luce si scompone perché ogni gruppo di radiazioni di diversa ν viene piegata in modo diverso ed emerge dalla superficie del vetro in modo tanto più diretto quanto minore è ν (o maggiore è λ).

La luce "bianca" è costituita da uno spettro di radiazioni di varia λ (da circa 700 a 400 nm), ognuna delle quali è responsabile di una particolare sfumatura cromatica. Dalle radiazioni rosse a quelle blu, vi è una graduale diminuzione della λ, e, di conseguenza, un aumento della ν (e di E). Lo spettroscopio è lo strumento che studia le singole radiazioni dello spettro luminoso.

La luce visibile costituisce solo una parte delle radiazioni elettromagnetiche note. Infatti esistono radiazioni non

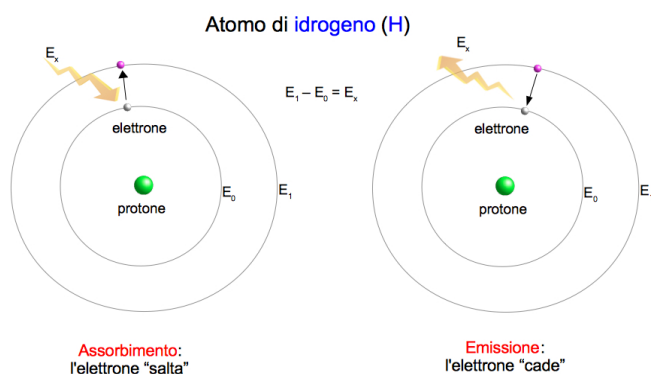
visibili con proprietà particolari, che hanno λ (e ν) molto diversa. Tuttavia queste non vengono percepite dall'occhio umano e hanno bisogno di altri sistemi di rivelazione.

4.b Tipi spettrali

Lo studio spettroscopico della luce prodotta per incandescenza in varie condizioni (es.: lampadine) ha portato alla definizione di 3 tipi di spettri principali (definizione nota come legge di Kirchhof): a) continuo; b) emissione; c) assorbimento.

4.B. 1 CONTINUO: la radiazione prodotta da un materiale denso incandescente dà uno spettro continuo che contiene tutte le onde elettromagnetiche: in esso non vi sono interruzioni tra una radiazione e l'altra.

4.B. 2 EMISSIONE A RIGHE O BANDE: se si usa un gas rarefatto incandescente (a bassa densità e pressione) si ottiene uno spettro contenente solo alcune righe o bande luminose, la cui posizione è caratteristica degli atomi che li emettono: ogni specie atomica produce uno spettro di emissione assolutamente unico.

4.B. 3 ASSORBIMENTO: quando un gas rarefatto filtra la luce emessa da una sorgente a spettro continuo viene prodotto uno spettro continuo nel quale però mancano alcune righe. Esso appare quindi come uno spettro colorato contenente righe nere. Le righe nere rappresentano le radiazioni che sono state assorbite dal gas rarefatto più freddo, e, come tali, sono distintive della specie atomica presente.

Ogni spettro di emissione e/o di assorbimento è tipico per una determinata specie atomica (elemento). Lo stesso elemento produce uno spettro le cui righe di emissione sono nella medesima posizione (stessa λ) di quelle prodotte in condizioni di assorbimento. Ogni radiazione di determinata λ è una linea parallela alle altre. Ogni singola linea può essere studiata facendola passare attraverso una fenditura di uno schermo opaco: sarà quindi possibile misurarne non solo λ, ν, E, ma anche la sua intensità luminosa (con un fotometro).

4.c Significato dello spettro

La spiegazione del perché un elemento chimico rarefatto ed incandescente produca solo determinate linee spettrali ha fatto discutere gli scienziati fin dall'inizio dell'800.

Il segreto di tale fenomeno deve risiedere nel comportamento degli atomi di cui è composto un materiale quando è incandescente o se il suo vapore viene colpito da un flusso luminoso a spettro continuo. Oggi sappiamo che gli elettroni esterni al nucleo di un atomo sono in uno stato energetico compatibile con l'ambiente in cui si trova. Un elettrone può ruotare indefinitamente attorno al nucleo ma per avvicinarsi od allontanarsi ha bisogno di cedere o acquistare energia: questo accade emettendo o assorbendo radiazioni elettromagnetiche.

Se l'elettrone di un atomo assorbe energia (radiazioni o calore), si allontana dal nucleo solo se la quota di energia è quantizzata cioè è esattamente quella che serve a farlo allontanare. L'elettrone si dice eccitato perché ad uno stato energetico maggiore. Finita l'eccitazione, l'elettrone ricade al livello energetico di partenza rilasciando una quota energetica corrispondente a questa caduta. L'energia assorbita da un elettrone per allontanarsi è uguale a quella che l'elettrone rilascia tornando al punto di partenza.

Ogni tipo di atomo ha elettroni in numero e disposizione differente per ogni specie chimica, quindi assorbe o rilascia quote altrettanto differenti di energie. Perciò quando un atomo è nelle condizioni di "eccitare" i propri elettroni sarà possibile riconoscerne la specie chimica analizzandone lo spettro di emissione o assorbimento (energia rilasciata o assorbita dagli elettroni). Si noti che questa caratteristica dipende dalla natura chimica dell'atomo e quindi, anche nel caso di una miscela poli-atomica sarà riconoscibile lo spettro prodotto dalle specie chimiche presenti. Inoltre, l'intensità delle righe prodotte o mancanti dipenderà anche dalla quantità della specie chimica presente.

E' possibile perciò risalire alla composizione chimica di un materiale sconosciuto analizzandone lo spettro di emissione o di assorbimento, in quanto è noto per ogni elemento chimico l'insieme delle righe spettrali che lo rende inconfondibile rispetto agli altri.

4.d Composizione chimica delle stelle

Lo spettro luminoso della luce bianca (il Sole) sembra continuo, ma non lo è. Nel 1814 l'astronomo tedesco Fraunhofer individuò parecchie righe nere a diverse lunghezze d'onda nello spettro del Sole. Esse rappresentano lo spettro di assorbimento dell'insieme degli elementi presenti nell'atmosfera della stella. Analizzando lo spettro della luce anche di altre stelle si è giunti a due conclusioni importanti: a) gli spettri stellari sono tutti di assorbimento; b) come tali danno indicazioni anche sulla struttura delle stelle (una luce a spettro continuo al centro della stella stessa viene filtrata da gas rarefatti più freddi superficiali).

Dalla λ delle righe nere di assorbimento è possibile identificare l'elemento che le ha generate. In questo modo è stato possibile ricostruire la composizione chimica della parte esterna delle stelle (fotosfera).

Le stelle (Sole compreso) sembrano avere una composizione chimica molto simile: circa il 70-80% di H ed il 20-25% di He. In quantità inferiori all'1-2% troviamo elementi più pesanti come O e C, ma ciò dipende dall'età della stella, dal suo stadio evolutivo e dalle modalità con cui si è formata.

Il Sole contiene circa il 2% di elementi pesanti: tra cui O e C, ma anche altri come Fe e S. L'analisi dello spettro di assorbimento dell'atmosfera solare ha identificato ben 67 elementi chimici! La presenza di atomi come il Fe o l'Au suggerisce che il Sole probabilmente si generò da una nebulosa "evoluta", prodotta cioè per esplosione di almeno una fase stellare esplosiva precedente (supernova), durante la quale è stato possibile forgiare atomi molto pesanti.

La composizione chimica delle stelle fornisce importanti informazioni sulla loro storia e sulla loro evoluzione e, inoltre, pensando a quanto detto prima sul Sole, anche ai materiali che hanno poi formato successivamente i pianeti e quindi anche il nostro!

5. Classificazione cromatica delle stelle

E' possibile classificare le stelle basandosi sulla loro temperatura superficiale. Essa può essere valutata mediante un'analisi spettroscopica e applicando la legge di Wien.

La chiave sta nell'identificare la radiazione più intensa emessa da una stella. Più alta è la λ della radiazione più intensa, minore sarà la temperatura superficiale (T_{sup}).

5.a Legge di Wien

La legge di Wien collega la temperatura superficiale di un corpo denso e incandescente con la λ della radiazione più intensa (λ_{max}) che esso emette. Misurando la λ_{max} nello spettro di una stella si calcola la sua temperatura esterna.

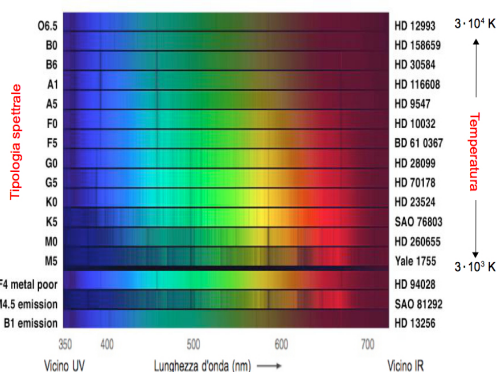
$$T_{sup} = \frac{2,90\cdot 10^6\ nm\cdot K}{\lambda_{max}}$$

λ_{max} in **nm**
T_{sup} in **K**elvin

Il Sole ha una T_{sup} = 5800 **K**, ma ci sono stelle molto più fredde (<3000 **K**) o molto più calde (>30000 **K**). A maggiori temperature corrispondono λ_{max} sempre più basse. Perciò le stelle più fredde sono rosse e quelle più calde sono blu, con altre sfumature intermedie corrispondenti ai colori dello spettro visibile.

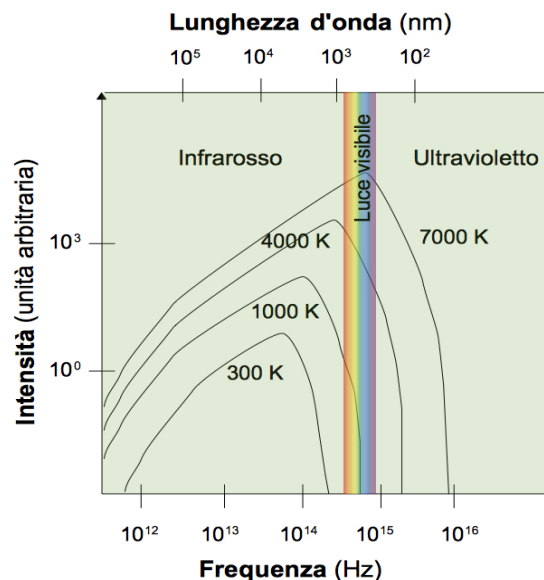
La misura della temperatura superficiale di una stella assieme all'analisi del suo spettro consente agli astronomi di catalogare le stelle tenendo conto anche del loro colore.

5.b Classificazione spettrale secondo Harvard

La classificazione spettrale distingue sette classi contrassegnate nell'ordine dalle lettere O, B, A, F, G, K, M seguite da un numero che si riferisce alla variazione di temperatura, ed è decrescente da 0 a 9.

Per memorizzare tale sequenza viene spesso usato questo acronimo: "Oh Be A Fine Girl(Guy): Kiss Me!".

Il Sole è una stella G2, cioè gialla e di media temperatura. Recentemente sono state inserite altre due classi spettrali di stelle fredde: le L e le ancor più fredde T, che emettono soprattutto nel campo dell'infrarosso. La classe O annovera le stelle blu, di più alta temperatura, la classe M le stelle rosse di più bassa temperatura. Ecco le caratteristiche essenziali delle varie classi (T in MK = 10^3 K):

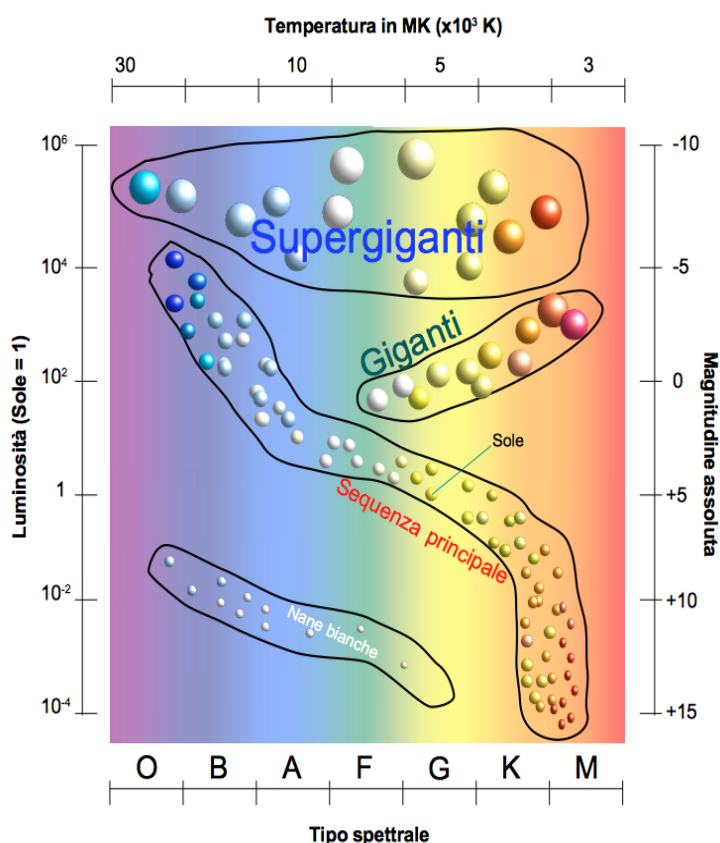
Classe Spettrale	Colore	Temp. in MK ($\cdot 10^3$ K)		Classe Spettrale	Colore	Temp. in MK ($\cdot 10^3$ K)
O	Blu	60 ÷ 30		K	Arancioni	5 ÷ 3,5
B	Blu-bianche	30 ÷ 10		M	Rosse	3
A	Bianche	10 ÷ 7,5		L	Rosso-scure	3 ÷ 2
F	Giallo-bianche	7,5 ÷ 6		T	Brune	≈1
G	Gialle	6 ÷ 5				

Si noti che, a dispetto della gradualità dei colori nello spettro (dal blu al rosso), non sembrano esserci stelle verdi e invece esistono stelle bianche. In effetti, in particolare le stelle di categoria F hanno un picco nel verde, ma appaiono bianche a causa di un limite recettivo dei nostri occhi. Infatti i nostri sensori oculari (coni) percepiscono la luce in arrivo attraverso tre modalità cromatiche: ciano, magenta e giallo. Quando arriva il segnale luminoso ognuno dei tre tipi lo reinterpreta a modo suo ed il segnale complessivo viene elaborato nel

nostro cervello come una sfumatura fra i tre. La particolare composizione spettroscopica delle stelle con picco di emissione nel verde fa sì che la nostra rielaborazione ottica le trasformi in oggetti luminosi bianchi. Questo fenomeno accade anche con tutti i corpi incandescenti: arroventando una sbarra metallica, il colore percepito otticamente passerà dal rosso, al giallo, poi al bianco, saltando il passaggio del colore verde.

Misurando la quantità di stelle appartenenti ad ogni singola categoria spettrale è stato possibile mettere in evidenza che c'è una relazione inversamente proporzionale tra la diffusione e la temperatura. Infatti oltre il 70% delle stelle conosciute sono di categoria M. Risalendo le categorie per temperatura, la quantità cala costantemente fino ad arrivare alle stelle di tipo O, di cui se ne conoscono poche decine.

Le stelle di tipo M devono quindi essere oggetti facili da produrre e stabili nel tempo: in effetti la loro vita media è stimata in decine di miliardi di anni, mentre le stelle di tipo O sembrano avere una aspettativa di vita attorno a qualche milione di anni.

5.c Diagramma di Hertzsprung-Russell

All'inizio del '900 due astronomi (Hertzsprung e Russell), costruirono un grafico da cui si poteva dedurre che la luminosità assoluta di una stella variava in modo proporzionale con la temperatura superficiale e che le stelle più calde erano più rare di quelle fredde.

E' interessante osservare che le stelle conosciute non riempiono completamente il diagramma, ma prediligono determinate aree. La maggior parte si addensa in un'area nota come sequenza principale. Altre aree meno densamente popolate sono le giganti, normalmente fredde e di brillantezza media mentre le nane bianche hanno bassa luminosità e temperatura variabile. Molto meno affollata la zona delle supergiganti che hanno elevata brillantezza e temperature variabili.

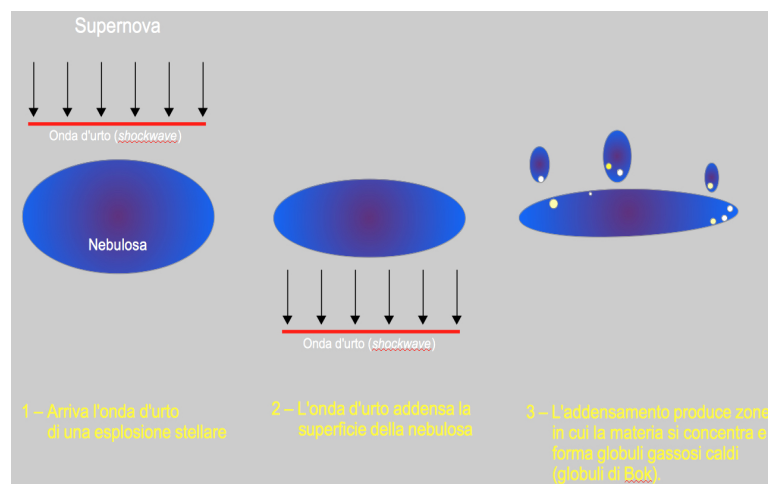
Oggi sappiamo che le stelle col tempo si evolvono in tipi spettrali differenti, soprattutto a causa di variazioni collegate al fenomeno che le rende incandescenti (il "forno" termonucleare).

Va rilevato infine che in questo diagramma non è possibile inserire alcuni (rari) tipi di stelle la cui emissione nel campo del visibile è piuttosto scarsa o totalmente assente. Tra queste vi sono i buchi neri, le pulsar, ma anche le stelle più fredde di classe spettrale L o T.

6. NASCITA ED EVOLUZIONE DELLE STELLE

6.a Nebulosa

Le stelle nascono in strutture spaziali dense di gas e polveri interstellari, chiamate nebulose o nubi molecolari. La composizione chimica di queste nebulose è analoga a quella delle stelle: grandi quantità di H ed He e minori quantità di altri atomi e molecole.

L'estensione delle nebulose è enorme: raggiungono diametri anche di una decina di **pc** e possono contenere anche 10^6 masse solari di materia. Nella nostra galassia vi sono migliaia di nebulose di questo genere, come la nebulosa di Orione (foto sopra).

Sia la teoria che le osservazioni di questi oggetti suggeriscono che l'innesco per la formazione di stelle in una nebulosa avvenga con il passaggio di un'onda d'urto dovuta ad una esplosione ("shock"), ad esempio di una stella relativamente vicina.

L'interazione fra l'onda d'urto (striscia rossa) e la nebulosa (ovale blu) concentra la materia in zone più dense (colonne), in cui si formano masse sempre più concentrate che attirano altra materia formando dei veri e propri centri di aggregazione gravitazionale.

Questi ultimi continuano a crescere inglobando altra materia sempre per attrazione gravitazionale. Alla fine di questo processo, che dura qualche milione di anni, si ottengono globi di materia gassosa calda noti anche come globuli di Bok. Il detrito che li nasconde verrà man mano smantellato grazie all'azione continua di aggregazione per gravità.

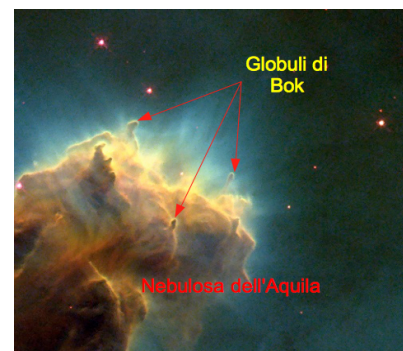
6.b Protostella

Le protostelle sono grandi corpi sferoidali evolutisi nelle nebulose, ma non ancora sufficientemente calde e compresse da generare reazioni termo-nucleari al proprio interno. Esse brillano a causa dalla materia che incorporano continuamente che produce calore. Aumentando di dimensioni, il centro della protostella viene pressato sempre più dal peso dei materiali soprastanti. Questa pressione gravitazionale aumenta la temperatura nell'interno della protostella: l'energia gravitazionale si converte in energia termica.

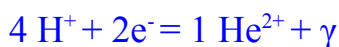
Grandezza e forma delle protostelle sono sempre bilanciate da due forze concorrenti: la forza gravitazionale, che tende a schiacciarle e a mantenerle sferiche, e il calore interno, che tende ad espanderle. Questo equilibrio sarà cruciale anche per la loro evoluzione. Se la protostella cresce, aumentano anche gravità e temperatura interna. Protostelle più grosse arriveranno a scaldare il proprio interno di più e più in fretta rispetto a quelle più piccole. La temperatura interna elevata (10^5-10^6 **K**) mantiene la materia allo stato di plasma: gli atomi (soprattutto H ed He) saranno prevalentemente ionizzati, cioè privi di elettroni.

L'accrescimento verrà bloccato da un effetto centrifugo: aumentando la massa, la protostella aumenterà anche la propria velocità di rotazione. Per questo motivo il materiale circostante si organizzerà lungo il piano equatoriale sotto forma di un disco nebulare che potrà in seguito produrre aggregazioni fino a formare pianeti.

6.c Accensione termo-nucleare

Sopra i $4 \cdot 10^6$ **K**, gli H^+ in rotta di collisione, se superano la cosiddetta distanza critica (o barriera di Coulomb) che li separa elettrostaticamente iniziano a unirsi (fusione) per generare nuclei atomici più pesanti. Per produrre

in modo massiccio questa fusione sono necessarie temperature di almeno 10^7 **K** ed una densità centinaia di volte quella dell'acqua. E questo è possibile solo nella parte centrale della proto-stella.

Tali condizioni possono verificarsi se una proto-stella raggiunge una massa maggiore 0,08 volte quella del Sole: nella parte più interna (nucleo) le fusioni inizieranno a produrre calore. Il tipo di fusione più importante trasforma 4 nuclei di idrogeno (H^+) in un nucleo di elio (He^{++}) più una certa quantità di energia.

$$4\ H^+ + 2e^- = 1\ He^{2+} + \gamma$$

L'energia, sotto forma di radiazioni di altissima frequenza (γ), viene generata perché una piccola parte della massa si è trasformata in energia. Questa reazione termonucleare costituisce in realtà il riassunto di una serie di fusioni intermedie note come ciclo p-p (ciclo protone-protone o ciclo di Critchfield).

La quantità di energia che si ottiene può essere calcolata attraverso la famosa relazione di Einstein:

$$\mathbf{E} = mc^2$$

dove **E** è la quantità di energia ottenuta dallo scambio, m si riferisce, in questo caso, alla differenza tra la massa dell'elio e quella dei 4 atomi di H, e c è la velocità della luce nel vuoto ($3 \cdot 10^5$ **km/s**).

La grande quantità di energia sprigionata dal nucleo di una stella come il Sole, deriva principalmente dalla enorme quantità di H^+ che può consumare. E' stato calcolato che in ogni secondo avvengano 10^{38} reazioni che trasformano alcune tonnellate di materia in energia. Nonostante ciò, alla fine della sua vita, il Sole convertirà in energia solo lo 0,07% della sua massa complessiva.

6.d Stelle a H – Sequenza principale

Le stelle che iniziano a fondere H nel proprio nucleo possono essere denominate stelle a H e la loro vita media dipende dalla massa iniziale che esse possiedono. Queste stelle sono le più diffuse nella nostra galassia e, probabilmente, nell'universo: si trovano nella sequenza principale nel diagramma HR.

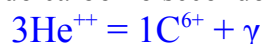
Le stelle più grosse (tipo O) tendono ad avere una vita media (intesa come produzione di energia consumando H nel nucleo) di poche decine di milioni di anni. Invece le stelle tipo M (più piccole) sopravvivono per decine di miliardi di anni. Il motivo di questa risiede nella velocità con cui, nel nucleo, vengono fusi atomi di H per ottenere He ed energia: più è caldo e massiccio il nucleo, più rapido è il consumo dell'H.

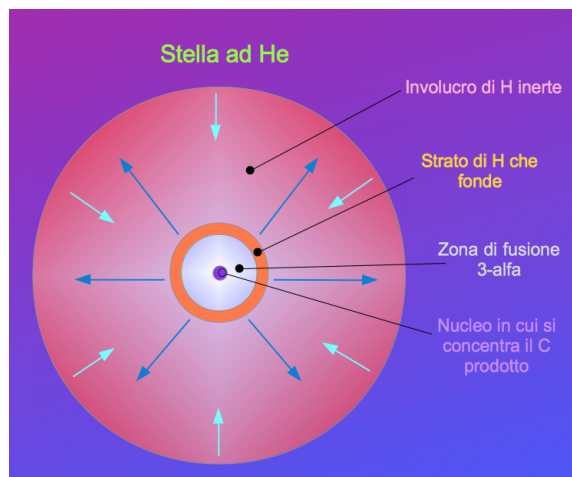
6.e Stelle a He – Giganti e supergiganti

L'He prodotto per fusione termo-nucleare si accumula nel nucleo della stella, ma non fonde perché la temperatura è troppo bassa. Esaurito l'H, il nucleo diventa gradualmente una sfera inerte ricca di He che non producendo energia, si raffredda e viene compresso dagli strati sovrastanti, rimpicciolendo (densità più alta).

Quando il nucleo si comprime, la temperatura si innalza e ciò consente allo strato esterno al nucleo di fondere l'H presente.

Il nucleo si scalda ancora e se la temperatura arriva a 10^8 **K**, fonde anche l'He^{++}, producendo carbonio secondo reazione detta 3-alfa:

$$3He^{++} = 1C^{6+} + \gamma$$

Fondendo, l'He produce calore alterando l'equilibrio tra pressione gravitazionale e calore generato dal nucleo, a favore di quest'ultimo: la stella si dilata, raffreddandosi in superficie fino a circa tre o quattromila **K**. Così le stelle a H si trasformano in giganti o super-giganti rosse (stelle a He).

Quando una stella ad He è a regime la sua struttura interna ha

quattro strati: il nucleo è diviso in una parte più interna in cui sedimentano i prodotti inerti della fusione dell'He (C e O), ed una più esterna dove fonde l'He. Vicino al nucleo la temperatura è abbastanza alta da garantire anche la fusione di H e oltre a questa zona vi è la parte della stella in espansione, che contiene soprattutto H inerte a bassa densità.

La dimensione di una stella a He dipende dalla massa iniziale della stella da cui si è evoluta. Stelle con dimensioni simili al Sole producono giganti centinaia di volte più grandi della stella originaria. Stelle a H di massa maggiore (tipo O, B e A) possono produrre supergiganti più grandi di migliaia di volte del Sole.

La durata di questa fase evolutiva è tanto maggiore quanto più piccola è inizialmente, ma non supera quasi mai qualche centinaio di milioni di anni. Ciò si collega abbastanza bene con le osservazioni astronomiche: queste giganti e, ancor più, le super-giganti sono stelle abbastanza rare rispetto alle stelle a H.

La fase di stella ad He peraltro dura relativamente poco anche perché il nucleo accumula prodotti che non fondono a quelle temperature. Possono però assorbire neutroni aumentando il peso atomico, ma non producono calore (il neutrone si avvicina “più facilmente” ai protoni, perché non oppone resistenza elettrostatica).

Interessante ai fini della descrizione fisica delle stelle ad He è la variazione della densità interna. Mentre in una stella a H tale variazione passa da circa 10^{-3} **g/cm^3** in superficie a 10^2 **g/cm^3** nel nucleo, le stelle ad He variano la propria densità da 10^{-5} **g/cm^3** a 10^5 **g/cm^3**. Ciò è dovuto all'aumento di volume dell'involucro esterno ed alla diminuzione di volume del nucleo, senza che la massa cambi significativamente.

Quando anche questo carburante si esaurisce, la pressione gravitazionale vince la sua lotta contro la espansione termica e la stella si avvia ad una conclusione spettacolare.

6.f Evoluzione finale

L'evoluzione di una stella della sequenza principale dipende dalla massa iniziale e ci sono tre possibili casi:

- stelle con massa < 0,8 volte quella del Sole ($M < 0,8\ m_\Theta$)
- stelle con massa simile al Sole ($M = m_\Theta$)
- stelle con massa > 8 volte quella del Sole ($M > 8\ m_\Theta$)

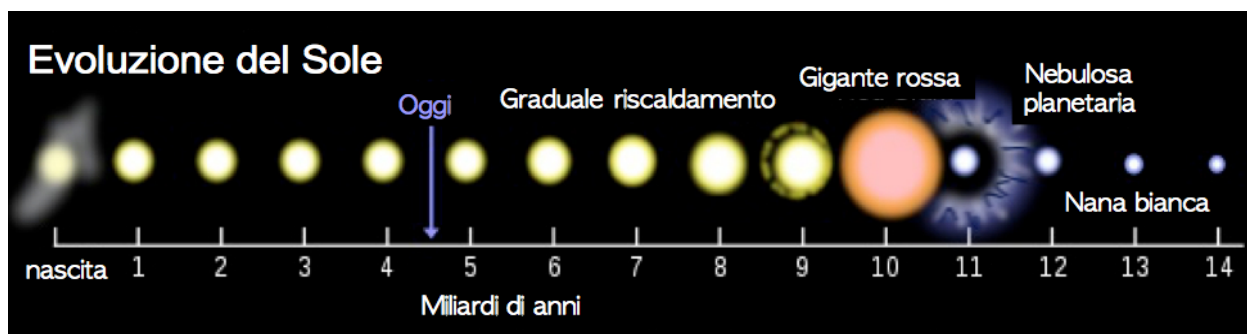
6.f.1 Stelle con massa fino a 0,8 volte quella del Sole

Le stelle di tipo M hanno massa molto più piccola del Sole e si mantengono stabilmente perché riescono a consumare sia l'H del nucleo che quello all'esterno, in quanto la pressione sul nucleo non è cos' intensa da impedire il rimescolamento del plasma. Vista la bassa temperatura di fusione, la fase a H dura parecchi miliardi di anni: né l'He prodotto raggiungerà mai una temperatura tale da fondere.

Siccome l'universo ha una data stimata attorno a 14 miliardi di anni è possibile che vi siano nane rosse formatesi all'inizio che stanno ancora brillando senza essere sostanzialmente cambiate. Tali stelle si raffredderanno molto gradualmente trasformandosi in oggetti tipo nane brune, per poi spegnersi definitivamente.

6.f.2 Stelle con massa simile al Sole

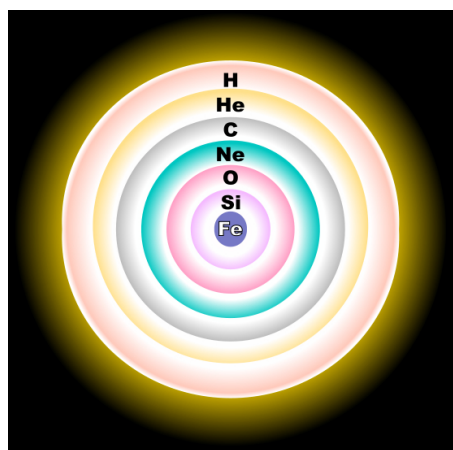
Le stelle simili al Sole (K-G-F) seguono una evoluzione che le trasforma in giganti rosse, cioè stelle a He. Esaurito anche l'He, nel nucleo rimane una sfera di C incapace di fondere ulteriormente (servirebbero miliardi di **K**); all'esterno del nucleo, il guscio di He può produrre ancora energia che si sviluppa attraverso piccole esplosioni interne. Ciò genera dilatazioni improvvise della stella, la quale, però, inizia anche a perdere materiale dalla superficie: lentamente l'involucro esterno al nucleo perde contatto e viene espulso all'esterno.

Tale fenomeno ha due conseguenze: l'involucro esterno espulso si raffredda rapidamente producendo una nebulosa planetaria mentre il nucleo viene denudato e rimane allo stato di nana bianca.

6.f.2.a Nane bianche

Le nane bianche sono stelle dalle piccole dimensioni (circa 10^4 **km** di diametro), piuttosto calde (10^4 **K**) e con densità piuttosto elevate (circa 10^6 **g/cm**^{3}). Infatti una nana bianca pur essendo centinaia di volte più piccola del Sole (diametro ≈ 10^4 **km**), può avere una massa simile.

Queste stelle, composte prevalentemente da C e O, con atmosfere di He, non producono energia con ulteriori fusioni nucleari, per cui si raffreddano lentamente diventando oggetti simili alle nane brune, ma molto più piccole e con maggiore massa. La gravità è così alta che gli atomi potrebbero presentarsi come un unico cristallo compatto.

6.F.3 STELLE CON MASSA ALMENO 8 VOLTE QUELLA DEL SOLE (SUPERNOVA)

Quando una stella ha una massa di circa 8 volte quella del Sole (stelle O-B-A) essa si evolve rapidamente in una supergigante per poi esplodere. Esaurendosi la fase a He, la contrazione ed il surriscaldamento successivi alzano la temperatura del nucleo (fino a 10^9 **K**) rendendo possibili le fusioni di atomi sempre più pesanti.

La fusione del C con He produce O e Ne, i quali a seguito della contrazione del nucleo fondono per dare altri atomi più pesanti. Gradualmente la struttura interna del nucleo di queste stelle si stratifica con gusci in cui avvengono fusioni di elementi sempre più pesanti che via via si accumulano nel centro della stella. Il termine ultimo di questa struttura è un nucleo più interno dove si accumula Fe.

La produzione di Fe invece di generare energia, la assorbe (fusione endo-energetica) facendo contrarre il nucleo fino al limite della sua resistenza: esso, infine, collassa esplodendo. La deflagrazione è tremenda, ed è nota agli astronomi come nova o supernova.

Le cause della esplosione (supernova) sono dovute alla caduta di materia verso il centro della stella per il collasso del nucleo ferroso. Ciò crea un intasamento tale da generare una tremenda onda d'urto che dilata improvvisamente la stella distruggendola. I pezzi vengono proiettati ancora incandescenti per distanze enormi ed è questo, visto dalla Terra, che genera l'effetto di aumento improvviso delle dimensioni (e della luminosità) della stella. La parte proiettata all'esterno è enorme e produce una nebulosa.

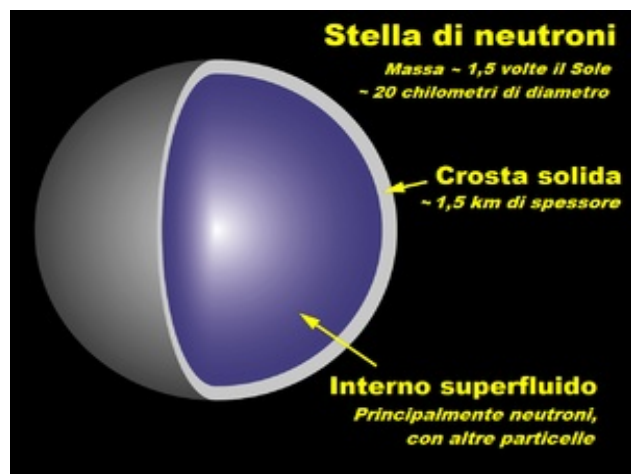
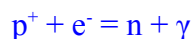
Durante l'esplosione, negli strati superficiali che vengono investiti da questa enorme quantità di energia si verificano continue catture di neutroni in grado di produrre atomi sempre più pesanti (tipo Au o U). Senza le supernove, nel nostro universo vi sarebbero solo atomi relativamente leggeri, ed anche la vita sulla Terra sarebbe piuttosto diversa. Molti atomi fondamentali per la vita (C, N, O, P e S) sono stati forgiati entro una gigante rossa, mentre la maggior parte degli atomi più pesanti provengono da titaniche esplosioni stellari.

Ciò che rimane del nucleo si trasforma in un oggetto che può differire per la sua massa residua (M_r). Se $M_r <$ 1,44 masse solari si ha una nana bianca (composta da O, Ne e Mg); se M_r è compresa tra 1,44 e 3 masse solari si ha una stella di neutroni; infine se M_r è maggiore di 3 masse solari allora si trasforma in un buco nero.

6.f.3.a Stelle di neutroni (1,44 < M_r < 3 $m_\odot$)

Il rapido collasso del nucleo ferroso prodotto dalla supernova aumenta la densità a livelli tremendi e ciò spinge i

protoni p^+ e gli elettroni e^-) a combinarsi tra loro producendo neutroni n ed energia sotto forma di radiazioni γ secondo la seguente fusione:

$$p^+ + e^- = n + \gamma$$

La parte centrale del nucleo della stella esplosa si trasforma quindi in un oggetto piuttosto piccolo (diametro di qualche decina di **km**), con una densità enorme (> 10^{15} **g/cm^3**) e fatto di un "mare fluido" di neutroni.

In teoria un oggetto del genere dovrebbe essere piuttosto caldo (migliaia di miliardi di gradi!), girare rapidamente su sé stesso ed avere un campo magnetico piuttosto intenso.

Tali "stelle" sono molto difficili da individuare a causa della loro rarità, ma soprattutto per le dimensioni estremamente ridotte. Per di più le radiazioni emesse da questi corpi sono soprattutto radiazioni non visibili (tipo γ e X).

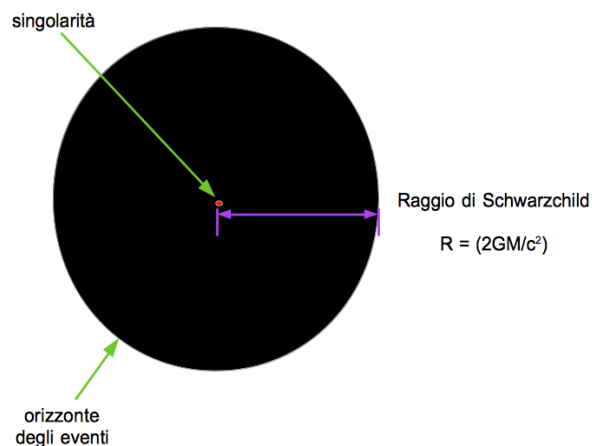
Perciò la loro scoperta è stata possibile captando le onde radio emesse a causa della loro rotazione, la cui frequenza aumenta con il diminuire delle dimensioni. A tali oggetti è stato dato il nome di pulsar, perché il segnale radio è simile ad una pulsazione regolare.

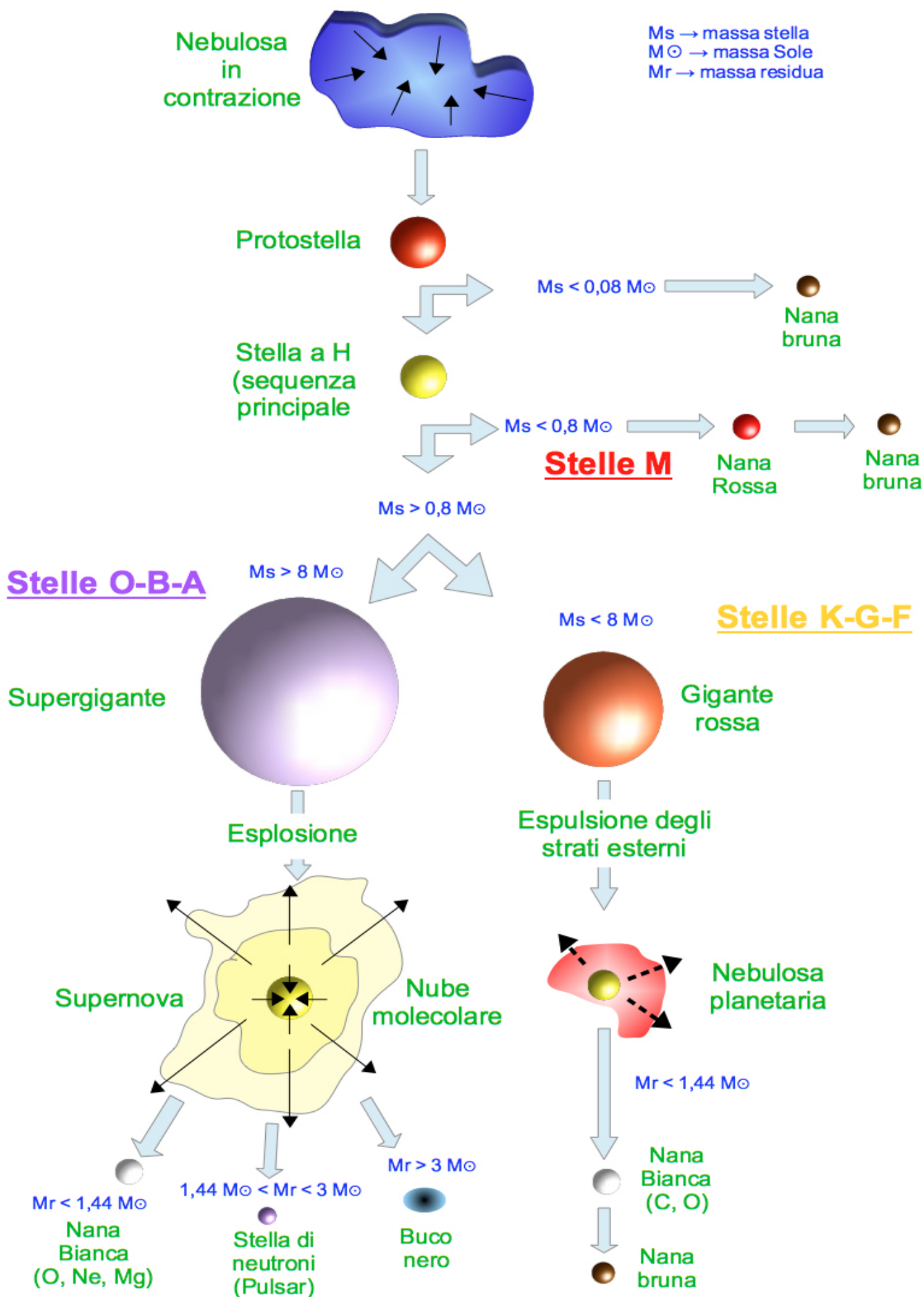
6.f.3.b Buchi neri ($M_r > 3\ m_\odot$)

Se l'oggetto che rimane dopo la esplosione ha una massa residua maggiore di tre volte quella del Sole, le particelle collassano nel nucleo subendo un destino ancora "peggiore" della stella di neutroni: si addensano facendo sparire gli spazi interatomici tra loro.

In queste circostanze l'oggetto che si forma ha una densità probabilmente attorno a circa 10^{30} g/cm^3: il sole compresso come un dado da gioco.

La forza gravitazionale di questo oggetto (non a caso definito singolarità) impedisce la fuoriuscita di radiazioni elettromagnetiche entro una certa distanza, denominata orizzonte degli eventi. Avvicinarsi a questo orizzonte significa subire una caduta inesorabile, senza scampo, anche per le radiazioni elettromagnetiche. Per questo motivo entro l'orizzonte degli eventi non si scorgono attività "luminose": da cui il nome, buco nero.

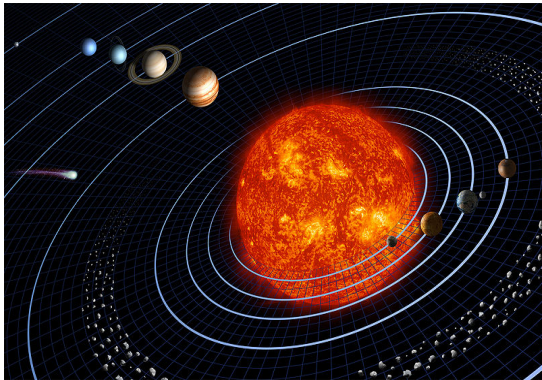
Non rilasciando radiazioni elettromagnetiche di alcun tipo, tale oggetto non può essere rilevato direttamente. Si sfrutta invece un fenomeno tipico ad essi associato: quello della lente gravitazionale. La loro presenza infatti causa distorsioni apparenti nel campo luminoso di oggetti celesti come stelle o galassie quando un buco nero si interpone tra noi e loro.

Disponendo di un così grande campo gravitazionale è evidente che questi oggetti sono in grado di perturbare anche grandi quantità di massa. E' ormai certo infatti che la loro formazione e la aggregazione tra loro abbia prodotto nel tempo buchi neri super-massicci con massa maggiore di centinaia di milioni di volte quella del Sole e che ciò abbia condizionato la formazione delle galassie. Infatti, al centro della maggior parte di queste viene regolarmente individuato un oggetto del genere.

6.g Riassunto grafico finale

7. Sistema solare

Le "briciole" che sfuggono alla gravità di una stella in formazione potranno formare corpi celesti di massa inferiore, fino a generare un sistema planetario orbitante attorno alla stella. Questo è ciò che accadde al Sole.

7.a Composizione e struttura del sistema solare

Il sistema che gravita attorno al Sole è costituito da 8 pianeti maggiori con parecchi satelliti, alcuni pianeti nani, ed un'enorme quantità di oggetti più piccoli (asteroidi, comete fino a granelli di polvere e ghiaccio).

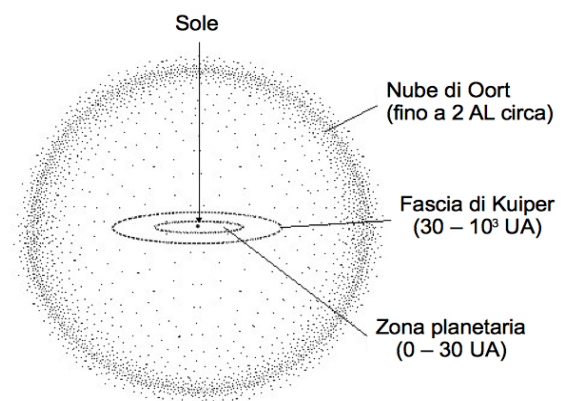
La struttura del sistema solare è relativamente ordinata. Il Sole è l'oggetto più massiccio (la sua massa è pari al 99% della massa totale del sistema) ed è al centro: data la sua luminosità e dimensione è probabilmente l'unico oggetto visibile da altre posizioni nella galassia.

I pianeti maggiori girano quasi tutti sullo stesso piano dell'eclittica ruotando in senso anti-orario (osservandoli da "nord") così come gli altri corpi minori. Ciò è probabilmente da collegarsi al moto di rotazione originario della nebulosa primordiale.

I quattro più interni (Mercurio, Venere, Terra e Marte detti anche pianeti terrestri o solidi) sono più piccoli e leggeri ma più densi rispetto a quelli più esterni (Giove, Saturno, Urano e Nettuno, prevalentemente gassosi, detti anche gioviani). La zona planetaria vera e propria si estende fino a circa 30 UA.

In mezzo a questi due gruppi di pianeti (tra Marte e Giove) sono sistemati un certo numero di asteroidi, corpi solidi il cui diametro raramente supera un centinaio di km (fascia principale degli asteroidi).

Oltre Nettuno vi è un'ulteriore fascia di oggetti solidi e ghiacciati. I più grandi hanno diametri attorno a 2000 km (Plutone, Eris e Makemake) e sono definiti pianeti nani, un po' più piccoli della Luna. Questa zona è anche nota come fascia di Kuiper e si estende come un disco spesso, disteso sul piano dell'eclittica planetaria, per circa un migliaio di UA.

Oltre questa fascia, si ipotizza la presenza di una ulteriore nube grosso modo sferica di materiale condensato vario, da cui deriverebbero le comete a lungo periodo, visibili nella zona planetaria solo ogni decina di migliaia di anni. Questa "sfera", distante da 10^3 a 10^5 UA dal Sole è la nube di Oort.

Il confine del sistema solare si trova al bordo esterno di questa nube: a circa 2 anni luce dal centro, dove l'attrazione solare compete con quella delle stelle più vicine.

Schema grafico della struttura del sistema solare

7.b Origine del sistema solare

Un modello che spieghi le origini del sistema solare deve contenere la storia del Sole, quella dei pianeti e spiegare la loro ordinata distribuzione orbitale. Inoltre dovrebbe spiegare la differenza fisica e chimica tra i pianeti terrestri e gioviani. La teoria più accreditata è quella della nebulosa solare.

Le evidenze astronomiche mostrano che il sistema solare, si sia originato da una nebulosa prodotta probabilmente da una supernova.

Circa 5 miliardi di anni fa questa nebulosa collassò a causa di una contrazione gravitazionale. L'aggregazione centrale di materia accelerò la rotazione della nebulosa, appiattendola per la forza centrifuga, imprimendo così il senso di rotazione che si nota oggi. Recentemente gli astronomi hanno potuto osservare questo fenomeno anche in altri sistemi stellari.

Iniziando ad arroventarsi a causa della aggregazione, il proto-Sole scaldò la nebulosa in rotazione causando una condensazione frazionata: in pratica nella parte più vicina e calda solidificavano materiali più refrattari (ossidi metallici e silicati), mentre più lontano condensavano anche i cosiddetti ghiacci (acqua, ammoniaca, metano). Questo permise la formazione di pianeti interni più densi e rocciosi, rispetto a quelli esterni, gassosi e ricchi di elementi volatili. I primi corpi condensati (condriti carbonacee) trovati nelle meteoriti hanno un'età di 4,65 miliardi di anni.

Le polveri del disco, pur ruotando nella stessa direzione iniziarono ad aggregarsi fino a formare corpi sempre più grandi (proto-pianeti). Si parla di accrezione eterogenea, in quanto il materiale che si aggrega è chimicamente misto. L'elevata temperatura causata dagli urti, dall'accrescimento (calore gravitazionale) e dal decadimento degli atomi radioattivi fuse gran parte dei materiali che si separarono per densità: i più densi al centro e viceversa. Tale processo può spiegare l'attuale stratificazione dei pianeti.

E' probabile che durante queste prime fasi di assestamento, alcuni dei pianeti abbiano subito urti considerevoli che ne hanno turbato il senso di rotazione (come Venere ed Urano). Alcune prove indicano inoltre che la proto-Terra avrebbe subito un urto colossale da parte di un proto-pianeta di dimensioni “marziane” (denominato Theia) originando una frammentazione che avrebbe poi dato vita alla Luna; va però detto che in questo caso l'urto non avrebbe perturbato l'orbita terrestre o l'inclinazione dell'asse più di tanto.

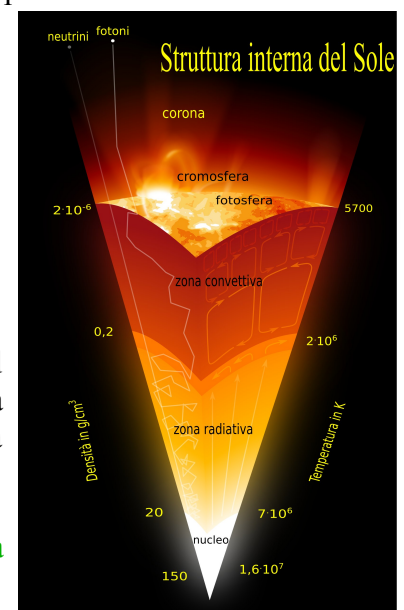
7.c Il Sole

7.c.1 Caratteristiche fisiche e chimiche generali

Il Sole è responsabile della luce diffusa, del clima e delle stagioni ed anche della vita sulla Terra. E' una stella di tipo G2 ancora nella sequenza principale. L'energia che produce è l'effetto principale della fusione di H^+ nel suo nucleo (ciclo p-p). Ecco di seguito alcuni dati fisici relativi al Sole:

Massa (**kg**)	$2 \cdot 10^{30}$	Luminosità (**W**)	$3,8 \cdot 10^{26}$
Diametro (**km**)	$1,4 \cdot 10^{6}$	Gravità superficiale (**m/s²**)	274
Densità media (**g/cm³**)	1,4	Temperatura superficiale (**K**)	5800
Velocità di fuga (**km/s**)	620	Magnitudine apparente	-26,8
Tempo di rotazione (**giorni terra**)	24,7	Magnitudine assoluta	4,75

Il Sole è composto quasi per il 98-99% da due soli elementi: H (circa 75%) ed He (23%). Gli altri elementi presenti hanno concentrazioni inferiori all'1% e tra essi si distinguono C ed O. In tutto, attraverso l'analisi spettroscopica, nella fotosfera solare sono stati individuati 67 elementi.

La struttura del Sole può essere fatta distinguendo tre parti principali: zona interna, fotosfera e zona esterna.

7.c.2 Struttura interna del Sole

L'interno del Sole è chimicamente omogeneo ed è costituito da plasma (gas ionizzati ad altissima temperatura), principalmente di H^+ ed He^{++}. E' possibile conoscere la suddivisione delle zone interne del Sole grazie alla eliosismologia, la quale studia le onde di pressione provocate dalle oscillazioni del Sole e che si propagano con modalità che dipendono dalla variazione delle condizioni fisiche all'interno solare.

7.c.2.a Nucleo

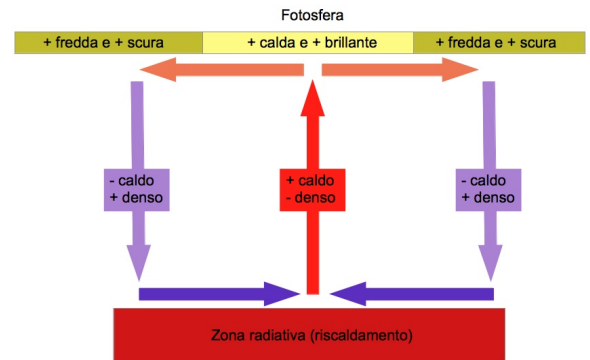
Il nucleo del Sole ha un diametro di circa $3 \cdot 10^5$ **km**, una temperatura di $1,57 \cdot 10^7$ **K** ed una densità fino a 150 **g/cm³**. Pressione e temperatura sono tali da poter fondere gli H^+, generando energia termo-nucleare. Questa viene rilasciata sotto forma di radiazioni (fotoni) che viaggiano verso l'esterno urtando continuamente i nuclei atomici: questi assorbono parte di questa energia e ritrasmettondola sotto forma di altri fotoni di minor frequenza. Per emergere in superficie le radiazioni impiegano circa 10 milioni di anni. Altre particelle prodotte dalle reazioni nucleari (neutrini) sono così piccole che viaggiano fino alla superficie in pochi secondi.

7.c.2.b Zona radiativa

La zona radiativa ha uno spessore di circa $3{,}5 \cdot 10^5$ **km** e avvolge il nucleo. Essa prende questo nome a causa della modalità con cui viene trasportato il calore: i fotoni che escono dal nucleo si spostano in modo radiale, dalla superficie esterna del nucleo alla superficie interna della zona convettiva. Nella zona radiativa la temperatura media passa da 7 a $2 \cdot 10^6$ **K** e la densità va da 20 a 0,2 **g/cm**^{3}, andando dall'interno verso l'esterno.

7.c.2.c Zona convettiva

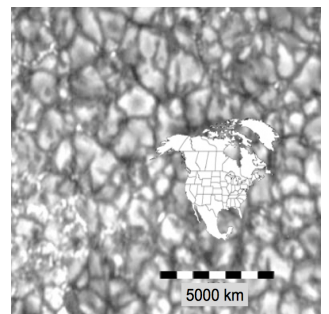
La zona convettiva avvolge il Sole per uno spessore di circa $2 \cdot 10^5$ **km**. Come la precedente, deve il nome alle modalità di trasporto del calore, in questo caso per convezione, in modo simile all'acqua scaldata dentro una pentola.

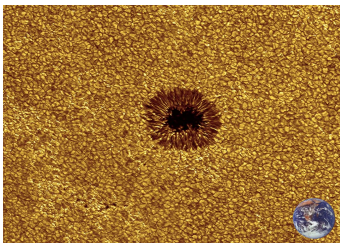
Il plasma caldo risale (colonna ascendente) incontrando una pressione sempre minore e quindi si espande. L'espansione lo raffredda facendolo diventare più denso e quindi ricade verso il basso (colonna discendente).

Sulla superficie del Sole, dove il plasma risale si originano aree più calde e luminose e zone più fredde e più scure dove invece sprofonda. Il movimento di queste grandi masse di materiale ionizzato è anche responsabile dell'intenso campo magnetico solare e delle sue anomalie.

7.c.3 Superficie del Sole: fotosfera

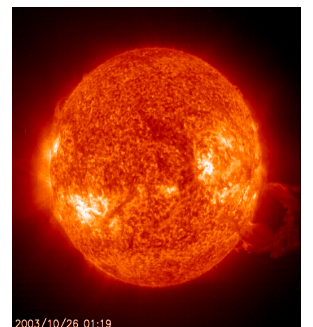
La superficie visibile del Sole è uno strato gassoso di zone più scure e più chiare, di spessore pari a 10-100 **km**: la fotosfera. Anche se sembra liscia e solida, essa è un enorme mare gassoso. La sua temperatura media è di circa 5800 **K** e su di essa non può resistere nessun materiale allo stato solido. Anche la fotosfera è ricca di H ed He. Sono riconoscibili diverse strutture; le più importanti sono: granulazione, macchie solari e brillamenti.

7.c.3.a Granulazione

La granulazione è un effetto dovuto alla zona convettiva sottostante. Le zone più calde sono più luminose di quelle più fredde. E' il fenomeno più esteso della fotosfera che testimonia l'intensa attività sottostante. I granuli hanno dimensioni di migliaia di **km** e si alternano continuamente.

7.c.3.b Macchie solari

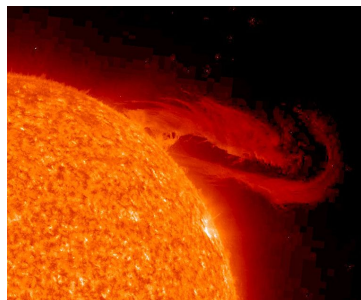
Talvolta vi sono zone scure di ampiezza maggiore ($10^4 \div 10^5$ **km**) note come macchie solari. La loro temperatura è inferiore alla fotosfera circostante (circa 4000 **K**) e proprio per questo spiccano come macchie nerastre rispetto alla fotosfera circostante. Tale raffreddamento è probabilmente dovuto alla locale inibizione della risalita di flussi di plasma dalla zona convettiva a causa di campi magnetici.

Le macchie solari sono note da millenni. Galileo le sfruttò per constatare che il Sole ruota su sé stesso. Si formano a medie latitudini in grande quantità, poi vanno verso l'equatore solare ove scompaiono, nell'arco di circa 11 anni, per poi ricomparire a medie latitudini, ciclicamente. La loro quantità sembra influenzare il clima terrestre: più macchie ci sono e più il clima è caldo e viceversa. Tra il 1645 ed il 1715 non ne furono osservate sul Sole: il periodo in questione è noto come "piccola glaciazione".

7.c.3.c Brillamenti

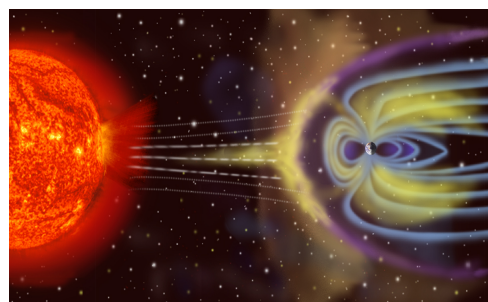
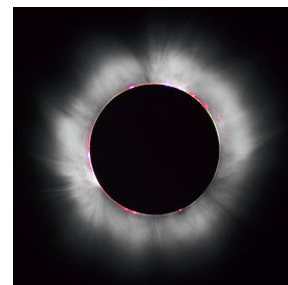
I brillamenti sono improvvise vampate luminose che si verificano in superficie. In pratica vengono espulse quantità notevoli di radiazioni probabilmente a causa di anomalie magnetiche. Questo tipo di attività solare è così intensa da perturbare il campo magnetico terrestre e tutte le attività tecnologiche connesse. Assieme alle protuberanze, i brillamenti sono anche i principali responsabili della formazione di aurore boreali ed australi, solitamente nelle zone circumpolari terrestri.

7.c.4 Esterno del Sole: atmosfera solare

Al di sopra della fotosfera si trovano due zone note come cromosfera e corona.

7.c.4.a Cromosfera

La cromosfera è uno strato gassoso relativamente sottile (15000 **km** circa) e trasparente direttamente a contatto con la fotosfera. La densità è piuttosto bassa e decresce verso l'esterno determinando una certa trasparenza. Essa può essere osservata solo durante le eclissi solari. La temperatura si abbassa fino a 4000 **K**.

Nella cromosfera sono talvolta visibili protuberanze getti di plasma che dalla cromosfera si prolungano per centinaia di migliaia di **km**. Il flusso di questi getti è collegato con le linee del campo magnetico solare.

7.c.4.b Corona

La corona è uno strato dai bordi irregolari che si prolunga per qualche milione di **km**. Essa consta di plasma la cui temperatura raggiunge qualche milione di **K**, ma si tratta di un fenomeno cinetico. Anche questo involucro appare trasparente e invisibile, tranne durante le eclissi. Non è chiaro perché sia così caldo, ma si presume che vi sia il solito collegamento con il campo magnetico solare.

7.c.4.c Vento solare

All'esterno della corona, oltre i confini fisici del Sole, le particelle abbastanza rapide da sfuggire al campo gravitazionale del Sole (soprattutto elettroni e protoni) formano il cosiddetto vento solare. Questo viaggia per grandi distanze investendo ogni corpo celeste sulla sua direzione, quindi anche la Terra. Il vento solare è più intenso soprattutto nei momenti di elevata attività solare, ad esempio in presenza di macchie solari e brillamenti.

7.d Descrizione schematica dei pianeti

Possiamo suddividere grossolanamente i pianeti del sistema solare in due gruppi aventi caratteristiche analoghe:

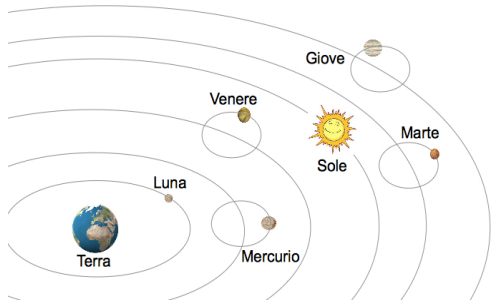
1. Interni (entro la prima fascia degli asteroidi, $5 \cdot 10^8$ **km**): Mercurio, Venere, Terra e Marte.
2. Esterni (oltre la prima fascia degli asteroidi): Giove, Saturno, Urano e Nettuno.

Plutone, tradizionalmente inserito tra i pianeti esterni, oggi viene considerato un pianeta nano, appartenente alla fascia di Kuiper. Di seguito sono riportati i principali valori fisici e chimici medi relativi a questi due gruppi.

Parametro	Unità di misura	**Interni** (Me, Ve, Te, Ma)		**Esterni** (Gi, Sa, Ur, Ne)
Parametri fisici				
Diametro	**km**	$10^3 \div 10^4$		$10^4 \div 10^5$
Massa	**kg**	$10^{23} \div 10^{24}$		$10^{26} \div 10^{27}$
Densità	**g/cm^3**	3,5 ÷ 5,7		0,7 ÷ 1,7
Tempo rivoluzione	**giorni terrestri**	10^2		10^3 - 10^5
Periodo rotazione	**ore**	Me, Ve = 10^3 Te, Ma = 24		< 20
Velocità orbitale	**km/s**	47 ÷ 24		13 ÷ 5
Velocità di fuga	**km/s**	4 ÷ 11		20 ÷ 60
Temperatura superficiale	**K**	Me, Ve = 400 ÷ 800 Te, Ma = 290 ÷ 220		150 ÷ 50
N° satelliti	**-**	max 2		>10
Anelli	**-**	no		sì
Parametri chimici				
Atmosfera	**-**	Me = O, Na, H Ve = CO_2 Te = N_2, O_2 Ma = CO_2	10^{-6} kPa 9300 kPa 101 kPa 1 kPa	H_2, He
Litosfera	**-**	O, Si, Mg (silicati)		Gi, Sa = H_2, He (liquidi/solidi) Ur, Ne = H_2O, NH_3, CH_4 (solidi)
Nucleo	**-**	Fe, Ni (metalli)		Gi, Sa = O, Si, Mg (silicati) Ur, Ne = H_2O, CH_4, NH_3 + silicati

8. Leggi che regolano il moto dei pianeti

8.a Ricostruzione storica

Il moto dei corpi celesti ed in particolare i pianeti è stato a lungo considerato come il frutto di un ben definito "disegno divino", che poneva l'uomo (la Terra) come riferimento assoluto, al centro dell'universo.

Il geocentrismo, l'idea più forte e duratura in questo senso, venne proposto nella Grecia classica, prima da Aristotele (circa IV sec aC) poi da Tolomeo (II sec dC). Per essi la Terra era ferma, al centro di un universo immutabile. Attorno ad essa vi erano diverse sfere concentriche contenenti i vari corpi celesti conosciuti (fino a Saturno); infine, un'ultima sfera conteneva le stelle fisse. Le sfere dei pianeti, del Sole, della Luna e delle stelle ruotavano con moto circolare attorno alla Terra. Un movimento perfetto, come solo una divinità poteva generare.

Questo modello era elegante, convincente e poneva l'uomo al centro del creato, ma non spiegava alcune osservazioni. Era già noto ed evidente come i pianeti nel cielo avessero talora un movimento strano e inaspettato che li portava a fare una specie di giro di valzer nel cielo: il geocentrismo aveva spiegato questo fenomeno con gli epicicli, una sorta di moto contrario al senso normale di marcia. La divinità non aveva poi operato in modo così perfetto ed armonico...

L'idea geocentrica non fu l'unico tentativo di spiegare i fenomeni celesti. Nel III secolo aC, Aristarco di Samo propose un modello alternativo: la Terra e gli altri pianeti si muovono attorno al Sole, in modo, quindi, eliocentrico. Per i critici dell'epoca, l'eliocentrismo non spiegava l'assenza di vento per il moto terrestre, il fatto che l'atmosfera non abbandonasse la Terra e, soprattutto, non si notavano effetti di parallasse delle stelle. Perciò questa idea venne accantonata.

NICOLAI COPERNICI TORINENSIS DE REVOLVTIONIbus orbium cœlestium, Libri VI.

IN QVIBVS STELLARVM ET FIXARVM ET ERRATICARVM MOTVS, EX VETERIBUS atque recentibus obseruationibus, restituit hic autor. Præterea tabulas expeditas luculentasque addidit, ex quibus eosdem motus ad quoduis tempus Mathematum studiosus facillime calculare poterit.

ITEM, DE LIBRIS REVOLVTIONVM NICOLAI Copernici Narratio prima, per M. Georgium Ioachimum Rheticum ad D. Ioan. Schonerum scripta.

Cum Gratia & Priuilegio Cæs. Maiest.

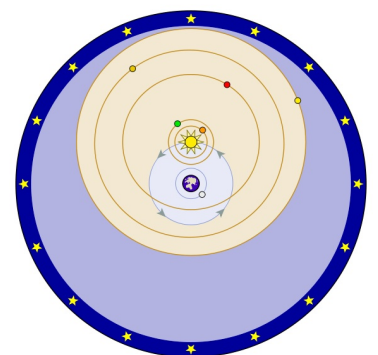
BASILEAE, EX OFFICINA HENRICPETRINA.

Per parecchi secoli il modello meccanico celeste di riferimento rimase quello geocentrico spiegato da Tolomeo. Successivamente vi furono tentativi di mettere in discussione il sistema tolemaico, per esempio al-Sijzi (X secolo) costruì un astrolabio basandosi sul concetto di rotazione terrestre, ma senza proporre una valida alternativa al geocentrismo.

La rottura rispetto alle idee classiche fu riproposta, dopo Aristarco, solo nel XVI secolo da parte di uno studioso polacco noto come Copernico. Egli ripropose una spiegazione eliocentrica cui pervenne attraverso uno studio matematico-trigonometrico di grande dettaglio. Tale era il clima ostile ad idee differenti dal geocentrismo che preferì rilasciare il suo libro nel giorno della sua morte per evitare reazioni violente.

Il sistema eliocentrico di Copernico metteva il Sole al posto della Terra (e viceversa), ma per il resto rimanevano le sfere celesti come le aveva spiegate Tolomeo. Si differenziava per le dimensioni, era infatti quasi 30 volte più grande e spiegò il moto apparente del Sole e delle stelle con la rotazione della Terra su sé stessa.

La rivoluzione copernicana mostrava che era possibile spiegare il movimento dei pianeti e delle stelle nel cielo attraverso un modello semplice e dimostrabile matematicamente. La maggiore debolezza dell'ipotesi copernicana risiedeva nella incapacità di poter prevedere correttamente la posizione dei pianeti secondo questi calcoli.

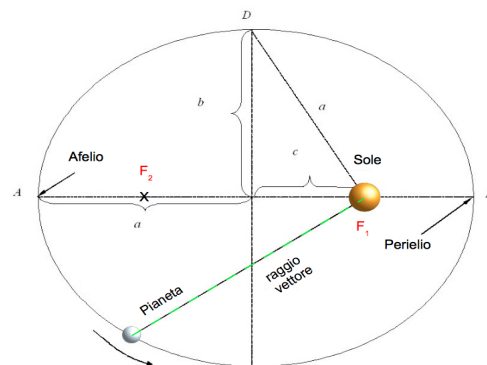
Per la legge del contrappasso, come spesso capita, il modello copernicano ebbe una spinta indiretta grazie all'opera di uno studioso danese dalle idee geocentriche! Tycho Brahe fu probabilmente il più grande astronomo dell'epoca (fine '500) e la sua grandezza fu dovuta alla estrema accuratezza e precisione con cui effettuò le misure astronomiche, con strumenti all'avanguardia per l'epoca. Egli rigettò le idee copernicane a causa dell'impossibilità di misurare un

qualsiasi effetto di parallasse per le stelle. Brahe rimase convinto del modello geocentrico a cui tentò di apporre qualche modifica: la Terra era immobile al centro dell'universo e attorno ad essa ruotavano Luna e Sole, ma attorno al Sole ruotavano i restanti pianeti!

Tuttavia, i dati misurati in modo così accurato e preciso da Brahe, permisero ad un suo allievo tedesco di nome Kepler di pervenire a conclusioni completamente diverse dal suo maestro.

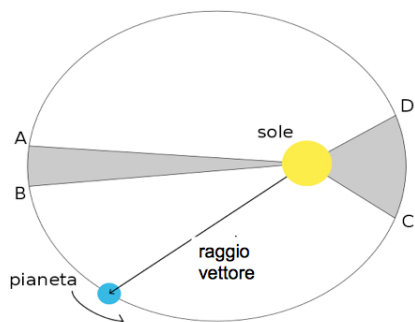
Egli rielaborò i dati ottenuti dalle precise misurazioni astronomiche sui pianeti (Marte in particolare) fatte da Tycho cercando un modo per rendere prevedibili i loro movimenti. Egli descrisse sommariamente questo meccanismo in tre assunti, oggi noti come le tre leggi di Kepler.

8.A.1 Prima legge di Kepler

I pianeti ruotano attorno al Sole in orbite dalla forma ellittica, in cui il Sole occupa uno dei due fuochi.

La differenza rispetto alle teorie precedenti sia geocentriche che eliocentriche riguarda la forma, che non è circolare, bensì ellittica e, come tale, disposta su un piano invece che all'interno di una sfera. Il piano orbitale è detto eclittica.

L'ellisse è una figura geometrica ottenuta tagliando trasversalmente un cono. Sembra un cerchio schiacciato, il cui diametro ha lunghezza variabile ed è caratterizzato da un asse maggiore ed uno minore. I fuochi sono due punti sull'asse maggiore la cui proprietà è che la somma delle distanze da un punto X sull'ellisse è sempre costante. Se i due fuochi coincidono in un unico punto si ottiene un'ellisse speciale: la circonferenza.

Se il Sole è su un fuoco, un pianeta vi orbita attorno variando sempre la distanza. Il punto più vicino al fuoco sull'ellisse è detto perielio, mentre il punto più distante è detto afelio e si trovano nell'intersezione fra l'asse maggiore e l'ellisse orbitale. L'orbita è tanto più eccentrica quanto queste due distanze divergono.

All'afelio, la Terra dista $1{,}52 \cdot 10^8$ **km** dal Sole ed al perielio $1{,}47 \cdot 10^8$ **km**; la differenza tra i due è pari alla distanza tra i fuochi, cioè circa $5 \cdot 10^6$ **km**. Sembra una grande distanza ma va considerata in un'ellisse il cui semiasse maggiore vale $3 \cdot 10^8$ **km**, cioè quasi 70 volte di più. In conclusione: l'ellisse orbitale terrestre in realtà ha una eccentricità così modesta che potrebbe essere confusa con una circonferenza.

8.A.2 Seconda legge di Kepler

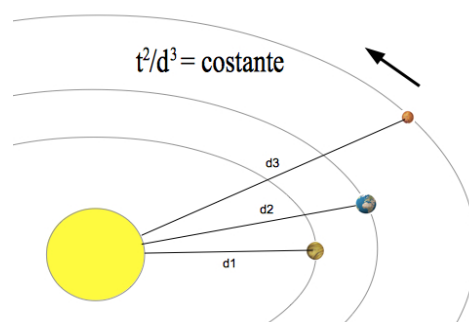
A parità di tempo, le aree spazzate dal raggio vettore di un pianeta rispetto al Sole sono uguali. Il raggio vettore è la linea che congiunge un pianeta al Sole. Quando il pianeta si sposta, il raggio vettore copre un'area quasi triangolare, similmente all'azione di un tergicristallo.

A parità di tempo il pianeta percorre evidentemente tratti di orbita diversi: più lunghi se si trova vicino al Sole, più corti se è lontano dal Sole. Da questa legge si può dedurre una circostanza interessante: un pianeta è tanto più veloce quanto più è vicino al Sole.

8.A.3 Terza legge di Kepler

Il rapporto tra il quadrato del tempo di rivoluzione di un pianeta ed il cubo del semiasse maggiore (distanza media dal Sole) ha lo stesso valore per tutti i pianeti (è costante):

$t^2/d^3 = \text{costante}$ cioè $t^2_{terra}/d^3_{terra} = t^2_{venere}/d^3_{venere}$

Questo rapporto costante mostra che i pianeti sembrano essere disposti a distanze armoniche dal Sole e la loro velocità orbitale media tende a diminuire con la distanza media dal Sole.

Kepler paragonò questa disposizione armonica alle note musicali, dimostrando così che l'eliocentrismo non era contrario alle sacre scritture e rivalutò la posizione della Terra nello spazio (forse non era al centro dell'universo, ma era in armonia).

Le leggi di Kepler sono tutt'ora valide, anche per i satelliti di un determinato pianeta. La loro correttezza venne dimostrata anche successivamente, attraverso le equazioni della dinamica newtoniana. Kepler però non riuscì mai a produrre una teoria convincente sul motivo per cui i pianeti (ed i satelliti) si muovevano in questo modo: egli riteneva che fosse il calore del Sole ad agitare i pianeti e mantenerli in orbita.

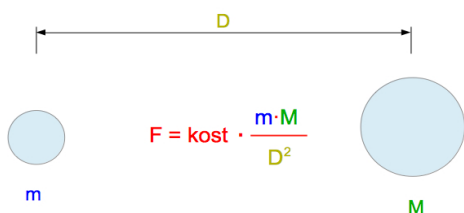
Il contributo di Galileo Galilei, vissuto nella stessa epoca di Kepler, fu duplice, sia come astronomo che come fisico. La sua importanza rimane per il contribuito alla diffusione delle idee copernicane e per aver aperto a Newton la strada alle leggi della dinamica dei corpi.

Galilei fu il primo astronomo ad usare il telescopio per osservare gli astri ed vide per primo le montagne lunari, le eruzioni solari, gli anelli di Saturno e riuscì a capire che la via lattea era costituita da stelle, e non una nuvola molto lontana. Osservando Venere che, ruotando attorno al Sole mostrava delle fasi analoghe a quelle che osserviamo per la Luna egli si convinse definitivamente del modello eliocentrico. Ulteriore dimostrazione la ebbe individuando quattro delle lune di Giove.

Grazie agli studi sul pendolo e sul piano inclinato, Galileo scoprì il ruolo degli attriti nel moto dei corpi e formulò il principio d'inerzia (primo principio della dinamica): un corpo in moto rettilineo uniforme in mancanza di attrito, o di qualsiasi altra forza perturbatrice esterna prosegue in linea retta. Quindi, i pianeti devono essere perturbati da qualche forza che ne piega la direzione del moto. Galilei riteneva che i pianeti erano costretti a curvare per un qualche attrito presente nello spazio, ma non riuscì mai a dimostrarlo.

Il primo a spiegare quale forza perturbatrice potesse essere responsabile nella costruzione di orbite ellittiche piuttosto che rettilinee dei pianeti fu Isaac Newton. Grazie anche alla rielaborazione di quanto fatto da Galilei e Hooke prima di lui elaborò il concetto chiave della gravità per spiegare le influenze misteriose e potenti che consentivano ai corpi celesti di reggersi in cielo e di muoversi in modo ordinato.

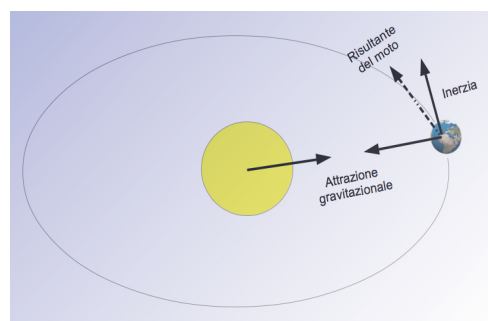
8.A.4 Legge di attrazione gravitazionale

Dati due oggetti posti ad una certa distanza, essi si attraggono con una forza proporzionale al prodotto delle loro masse diviso il quadrato della loro distanza. Siccome tale forza dipende dalle masse in gioco, la chiamò gravitazionale.

La forza aumenta se i due corpi si avvicinano oppure aumenta la loro massa e diminuisce se accade il contrario.

La costante di proporzionalità o costante di gravitazione universale fu solamente intuita da Newton. La sua misura venne effettuata per la prima volta da Lord Cavendish nel 1798 con la bilancia di torsione: conoscendone il valore ed applicandola alla Terra, Lord Cavendish fu in grado di misurare non solo la massa terrestre ma anche la sua densità media. Così la formula completa della legge di gravitazione universale è:

$$F = G \cdot \frac{m \cdot M}{D^2}$$

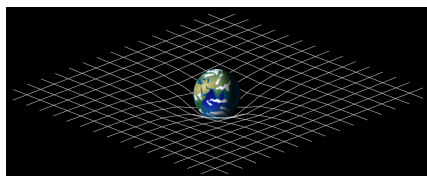
F = forza di attrazione; m ed M = massa; D = distanza; G = costante di attrazione universale ($6{,}67 \cdot 10^{-11}$ **m³/(kg·sec²)**)

La forza di attrazione esercitata dal Sole nei confronti dei pianeti e degli altri corpi del sistema solare ha grandezze diverse in funzione della distanza e della loro massa.

I pianeti tendono ad allontanarsi in modo rettilineo, ma il Sole li attrae costantemente con una forza che, applicata a quella del moto inerziale del pianeta produce una risultante tangenziale. Perciò i pianeti (ma anche i satelliti) piegano il loro moto continuamente, cadendo e fuggendo costantemente dal Sole (o dal loro pianeta di riferimento, come la Terra per la Luna).

8.A.5 Legge di gravitazionale universale e relatività

Newton immaginava che l'universo fosse un luogo statico in cui la gravità si muoveva linearmente a velocità infinita: ogni corpo sente istantaneamente la presenza di altri corpi.

Nella seconda metà dell'ottocento vennero studiati alcuni fenomeni che sembravano porre alcuni dubbi sulla meccanica newtoniana. In particolare, la misurazione dell'orbita di Mercurio sembrava non collimare esattamente con i dati calcolati attraverso la teoria di Newton.

All'inizio del novecento, Albert Einstein rivisitò la meccanica newtoniana con una critica relativistica secondo la quale la gravitazione funzionava, ma andava collocata in un contesto geometrico molto diverso da quello supposto da Newton. In particolare enunciò alcuni principi che, da allora, sono sempre stati dimostrati sperimentalmente. Non è possibile parlare in modo esauriente della relatività, ma vengono riportati di seguito alcuni elementi essenziali.

L'universo può essere idealizzato come un enorme reticolo nel quale ogni oggetto dotato di massa produce una distorsione, in grado di attirare qualsiasi corpo dotato di massa che si avvicini sufficientemente. La gravità quindi agisce non come una singola linea, ma come un campo che deflette lo spazio. Inoltre diversamente da quanto affermava Newton, la gravità non agisce istantaneamente, ma è sempre presente come deformazione del tessuto spazio-tempo.

Ogni oggetto dotato di massa lo è anche di energia e viceversa. Quindi, la luce possedendo quote di energia può essere influenzata gravitazionalmente da oggetti massicci come le stelle (lente gravitazionale). Inoltre la massa di un oggetto aumenta se esso accelera: anche se normalmente non è facile osservare questa variazione è stata realmente osservata durante l'accelerazione di particelle sub-atomiche. In generale questo rapporto si esprime:

$$m = E/c^2$$

Quando un corpo accelera assorbe energia e la trasforma in massa (pari a E/c^2), mentre se perde parte della massa questa si trasformerà in una radiazione di energia pari a mc^2. Le radiazioni elettromagnetiche sono gli oggetti più veloci in assoluto presenti in natura e la velocità della luce è quindi un limite fisico.

9. Forma della Terra

9.a Caratteristiche fisiche principali della Terra

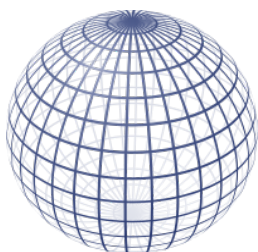
Raggio equatoriale (**km**)	6378,14	Densità media (**g/cm**^{3})	5,51
Raggio polare (**km**)	6356,75	Accelerazione di gravità sup. (**m/s**^{2})	9,78
Superficie (**m**^{2})	$5{,}1 \cdot 10^{14}$	Velocità di fuga (**km/s**)	11,2
Volume (**m**^{3})	$1{,}08 \cdot 10^{21}$	Inclinazione asse (verticale eclittica)	23°27'
Massa (**kg**)	$5{,}97 \cdot 10^{24}$		

9.b Storia dell'idea di forma terrestre

Nell'antichità era luogo comune pensare che la Terra fosse piatta: un cilindro schiacciato, dai confini insuperabili. Tale visione è giustificabile ammettendo che ovunque si vada l'orizzonte appare piatto e prima o poi vi sono delle montagne o il mare.

Tuttavia già 2300 anni fa grazie ad Eratostene era stata accettata l'idea che la Terra fosse sferica. A causa dell'imbarbarimento scientifico, dall'epoca romana in poi ci si dimenticò di queste affermazioni (non nel mondo islamico) e, almeno a livello popolare, riprese l'idea che la Terra fosse piatta. I marinai di Colombo avevano paura che le caravelle precipitassero "oltre il bordo", ma Colombo sapeva bene che la Terra era sferica o quasi.

Nel XVII secolo si giunse alla conclusione che la Terra non fosse una sfera perfetta: Newton calcolò il rapporto tra il raggio polare e quello equatoriale sfruttando la sua teoria gravitazionale. Oggi descriviamo la forma della Terra approssimandola ad un oggetto chiamato geoide, nome che significa "avente forma come la Terra", cercando di includere tutte le particolarità morfologiche presenti sulla superficie terrestre. Vediamo ora quali sono vantaggi e svantaggi nelle varie approssimazioni della forma della Terra.

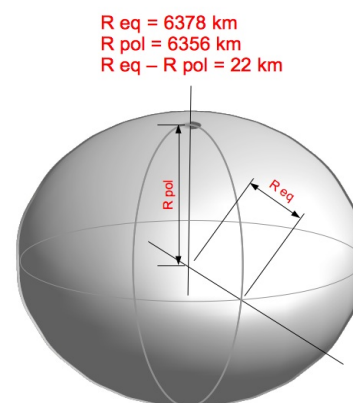
9.c Terra sferica

La Terra può essere considerata una sfera: se osserviamo una fotografia presa da satellite non solo non ci accorgiamo dell'appiattimento polare, ma scompaiono anche le altre deformazioni che ci sembrano enormi (le catene montuose).

La sfera terrestre ha un diametro di circa 12745 km ed è perfettamente liscia. Perciò è possibile calcolarne agevolmente la superficie ed il volume. Se ne conosciamo la massa possiamo anche stabilire il valore della sua densità media.

Superficie (S) = $4\pi R^2$ *Volume* (V) = $(4\pi R^3)/3$ dove R = raggio terrestre (6372,5 km)

9.d Ellissoide di riferimento

L'approssimazione sferica della Terra ha il vantaggio della semplicità. Ma la Terra è schiacciata ai poli (o dilatata all'equatore). La deformazione è stata generata dalla maggiore accelerazione centripeta all'equatore che ha spinto la massa terrestre verso l'esterno, grazie anche alla relativa plasticità della Terra. La gravità ha impedito che la Terra si trasformasse in una frittata!

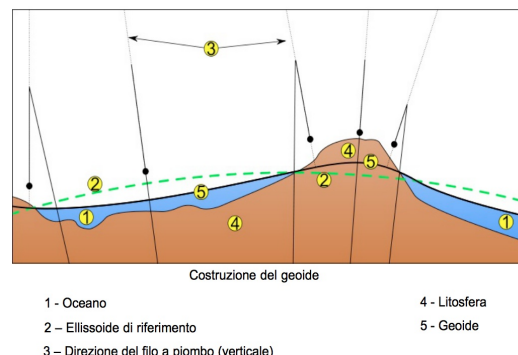
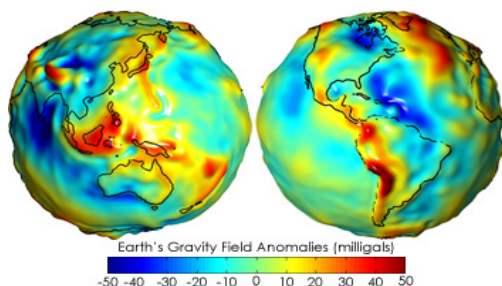
L'ellissoide di rotazione è la forma geometricamente regolare che si avvicina meglio al geoide. Esso consiste di una figura planare ellittica definita da due assi (uno maggiore – equatoriale - ed uno minore - polare) ruotata sull'asse minore di 360° a formare una figura 3D.

Questo solido di rotazione non tiene conto delle reali deformazioni terrestri e quindi ha una superficie liscia sulla quale è più semplice effettuare calcoli geometrici: come se la Terra fosse fatta solo di acqua.

La comodità è tale che i geografi hanno costruito su di esso il sistema di riferimento cartografico ed il reticolato geografico relativo. La versione che in genere si utilizza è un ellissoide a tre assi (uno polare e due equatoriali) che tengono conto maggiormente delle deformazioni equatoriali.

Con qualche approssimazione, i vari paesi hanno adottato ellissoidi di riferimento leggermente diversi per la cartografia nazionale. L'Italia usa quello di Hayford (1910), mentre i GPS usano quello denominato WGS-84. Tra questi due, gli assi di riferimento divergono tra loro di circa 200 m.

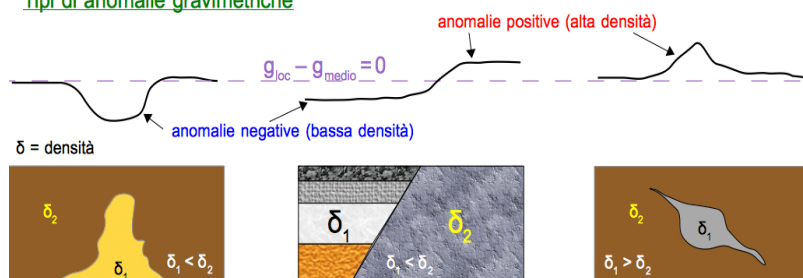
9.e Geoide

Se la Terra fosse completamente fluida (liquida e/o gassosa) sarebbe un ellissoide di rotazione. Questo perché i fluidi sono costituiti da particelle libere di muoversi e si disporrebbero su una superficie avente la stessa gravità: tutto sarebbe "al livello del mare".

Tuttavia, la Terra, pur contenendo fluidi o materiali plastici in grande quantità è sostanzialmente solida e quindi le deformazioni sono "congelate", corrugando così la superficie. Inoltre questo solido e gli altri materiali di cui è fatta la Terra anche internamente non sono distribuiti in modo omogeneo, per cui anche il livello del mare (la superficie a pari gravità) varia.

I l geoide è il solido la cui superficie si avvicina di più alla realtà terrestre, ma non è semplificabile matematicamente e geometricamente come l'ellissoide o la sfera. Di fatto, nell'universo esiste un unico solido a forma di geoide: la Terra stessa.

La sua superficie è sempre perpendicolare alla verticale, cioè alla direzione del filo a piombo. Essa coincide in parte con il livello medio degli oceani, risale in prossimità delle terre emerse e si abbassa con le depressioni. Anche nei casi di quote fisicamente lontane dal livello del mare (Everest o fossa delle Marianne) la variazione del geoide è comunque minima (più o meno 200 m).

Il geoide non può essere utilizzato per riproduzioni cartografiche perché ha superfici troppo complesse e non descrivibili matematicamente. Esso viene ricostruito localmente per affinare i parametri locali dell'ellissoide di riferimento.

Per definirne la superficie serve misurare l'accelerazione di gravità locale, l'altezza rispetto al livello del mare e la verticale. In genere si usa un gravimetro che, tarato rispetto al livello medio del mare, fornisce il valore della accelerazione di gravità tramite dinamometro e la direzione della verticale con filo a piombo.

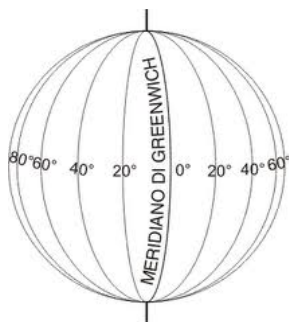
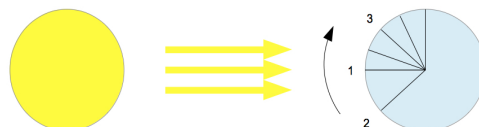
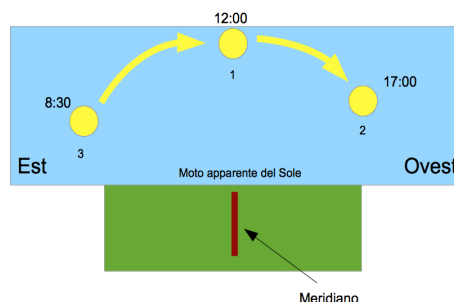
I gravimetri possono accertare piccole differenze nella gravità e quindi sono utili per stabilire la presenza sotto il terreno di anomalie gravimetriche.

10. RETICOLATO GEOGRAFICO

Con il reticolato geografico è possibile individuare un punto sulla superficie terrestre con due coordinate. Il sistema è simile alla battaglia navale sulla cui griglia vengono identificate le navi con una coordinata orizzontale (ad esempio un numero) e con una coordinata verticale (ad esempio una lettera). 8A: colpito!

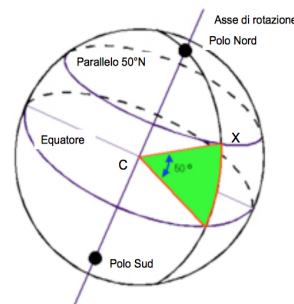
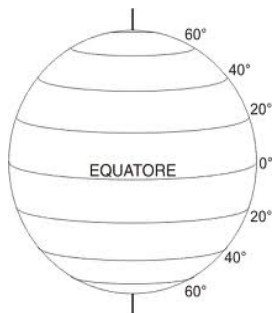
Rispetto al foglio di carta, che è piano, la superficie terrestre si sviluppa su una sfera. La si può comunque suddividere in un intreccio di righe perpendicolari usando qualche accorgimento.

Innanzi tutto è bene definire dei punti di riferimento con cui disegnare questa griglia. La base su cui poggia il reticolato geografico è di tipo astronomico ed è l'intersezione tra asse di rotazione terrestre e superficie terrestre, cioè i poli N e S. Ma come disegnare linee perpendicolari su una superficie sferica?

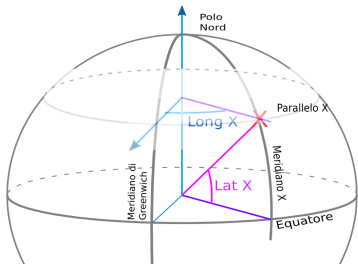
10.a Meridiani

Supponiamo di usare un coltello e di tagliare a fette la Terra facendo sì che il piano di taglio comprenda sempre tutto l'asse di rotazione (passi cioè sempre per i poli).

Otterremo infinite linee (meridiani) che vanno da un polo all'altro. Scegliendone una come riferimento sarà possibile misurare la distanza angolare tra l'una e l'altra, andando da 0° a 180° avendo come vertice l'asse di rotazione. Il meridiano di riferimento è quello passante per Greenwich, un osservatorio vicino a Londra.

Meridiano significa “in mezzo al dì” e si riferisce al meridiano celeste, cioè il mezzogiorno astronomico (più correttamente, mezzodì), quando il Sole culmina nel punto più alto del suo moto diurno. Lo schema a destra mostra come è definita la posizione di un meridiano in un punto qualsiasi e come la posizione relativa del Sole cambi in funzione dell'ora: esso culmina nel punto più alto contemporaneamente in tutti i punti di un determinato meridiano.

I meridiani vengono contrassegnati dalla misura angolare che li separa dal meridiano di riferimento e dalla lettera E oppure W, nel caso siano ad E di Greenwich o ad W. Tuttavia, non basta la misura meridiana per definire la posizione di un punto sulla superficie terrestre: infatti su un meridiano sono posti punti per una lunghezza di circa 20000 **km**, da un polo all'altro. Bisogna dare un riferimento incrociato: il parallelo.

10.b Paralleli

I paralleli sono linee cerchi immaginari costruiti intersecando la superficie terrestre con piani perpendicolari all'asse di rotazione. Tali piani sono infiniti e paralleli tra loro: da qui la definizione di parallelo geografico. A differenza delle linee meridiane, i cerchi paralleli hanno una lunghezza variabile. Il cerchio parallelo di maggiore entità è detto equatore, e separa la sfera terrestre in due emisferi contenenti ognuno un solo polo. Man mano che ci si sposta dall'equatore le circonferenze diventano sempre più piccole fino ai poli, in cui la circonferenza è così piccola da equivalere ad un punto infinitesimo.

I paralleli sono distinti tra loro per la distanza angolare rispetto al piano di riferimento che, in questo caso è l'equatore; essendo paralleli e tra loro non convergenti per definizione, viene scelto come angolo quello più piccolo che c'è tra loro avente come vertice il centro geografico della Terra e due rette passanti una per l'equatore e l'altra per il parallelo X, scelte sullo stesso piano: il piano meridiano corrispondente ad X.

I paralleli vengono distinti dal piano equatoriale, posto a 0°, in funzione della distanza angolare e della stella di riferimento geografico. Il polo nord ed il polo sud saranno posti su due piani paralleli a 90°N e 90°S rispettivamente.

10.c Coordinate geografiche

Ogni punto sulla superficie terrestre può essere identificato intersecando un meridiano ed un parallelo. Ogni coppia di valori angolari saranno differenti rispetto a quelle di tutti gli altri punti.

L'angolo rispetto al meridiano di Greenwich è chiamato longitudine e quello rispetto all'equatore esprime la latitudine. Ogni punto sulla Terra è caratterizzato da questa coppia di angoli, simile alla coppia di coordinate della battaglia navale.

10.c.1 Longitudine

La longitudine indica la distanza angolare in senso Est o Ovest di un meridiano passante per il punto incognito dal meridiano di riferimento. Tale angolo si misura in gradi sessagesimali e assume valori tra 0 e 180° E e tra 0 a 180° W. Essa può essere misurata esattamente paragonando l'ora solare locale con quella di Greenwich.

La misura della longitudine si effettua con un orologio (o meglio un cronometro) e una meridiana. L'orologio deve segnare l'ora di Greenwich. La meridiana misura l'ora solare locale in un determinato momento. La differenza tra l'ora solare locale e quella di Greenwich esprime la longitudine in quanto si riferisce alla velocità di rotazione angolare terrestre (15°/h).

Esempio: se in un punto l'ora locale indica le 11:00 mentre a Greenwich è mezzogiorno, la differenza di un'ora in meno significa che Greenwich ha il Sole al culmine e nell'altra località ci arriverà dopo. Se la Terra ruota da W verso E è chiaro che il punto locale si troverà ad W di Greenwich. Inoltre, siccome la Terra ruota di 15° ogni ora è possibile calcolare esattamente la longitudine del punto come 15° W.

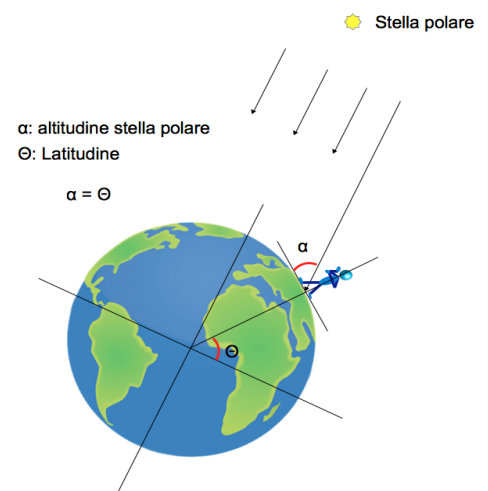
10.c.2 Latitudine

La latitudine è l'angolo tra il piano equatoriale ed il piano parallelo passante per il punto incognito, misurata su un arco di meridiano avente come vertice il centro della Terra.

Il valore della latitudine si esprime come un angolo assieme alla direzione N o S fino ad un massimo di 90°.

La misura della latitudine può essere valutata misurando la elevazione angolare del polo celeste sull'orizzonte, in gradi. In genere si usa un sestante, ma è sufficiente un goniometro.

Infatti il polo celeste si trova sul prolungamento dell'asse di rotazione e, nel caso della stella polare, è così lontano per cui noi lo osserviamo su una linea parallela all'asse di rotazione. E' possibile dimostrare che l'angolo che il polo celeste forma con il piano orizzontale (altitudine stellare) del punto in cui ci troviamo, è uguale a quello della latitudine.

Nell'emisfero boreale, la stella polare si riconosce facilmente e quindi non vi sono problemi nell'effettuare tale misura: la si individua, poi si valuta l'angolo della sua elevazione, che coincide con l'angolo di latitudine del luogo in cui ci troviamo, per le ragioni espresse precedentemente. Nell'emisfero australe la cosa è un poco più complicata perché il polo celeste australe non coincide con alcuna stella.

11. Movimenti della Terra

Dal momento che nell'universo non sembrano esserci punti che possano essere definiti inequivocabilmente “fermi”, va specificato che parlare di moti della Terra si riferisce al riconoscimento di qualche movimento che noi possiamo percepire studiando gli altri oggetti celesti.

Detto questo, i movimenti della Terra possono essere distinti in quattro tipologie:

- moti galattici
- moti principali (rotazione e rivoluzione)
- moti secondari
- moti millenari

Questi si distinguono sulla base dell'entità del fenomeno, della titolarità (i moti galattici sono subìti dalla Terra) e dal tempo che impiega a concludere un ciclo.

11.a Moti galattici

La Terra è all'interno del cono di attrazione gravitazionale del Sole e perciò viene trascinata con esso.

Il Sole, assieme alle altre stelle vicine, partecipa alla rotazione complessiva della nostra galassia, la via Lattea, ad una velocità di circa 220 **km**/**s** (apice solare). Dal momento della sua nascita, il Sole ha già compiuto 20-25 rotazioni con la galassia.

Le stelle della galassia si muovono in modo leggermente diverso tra loro perciò possiamo associare al moto di rotazione della galassia anche un moto di traslazione del Sole, che attualmente si dirige verso la stella Vega (distante 26,5 **al**) ad una velocità complessiva di circa 20 **km**/**s**. A causa di questo movimento la rivoluzione terrestre apparirebbe agli occhi di uno spettatore esterno come un movimento a spirale che avanza lungo il percorso del Sole.

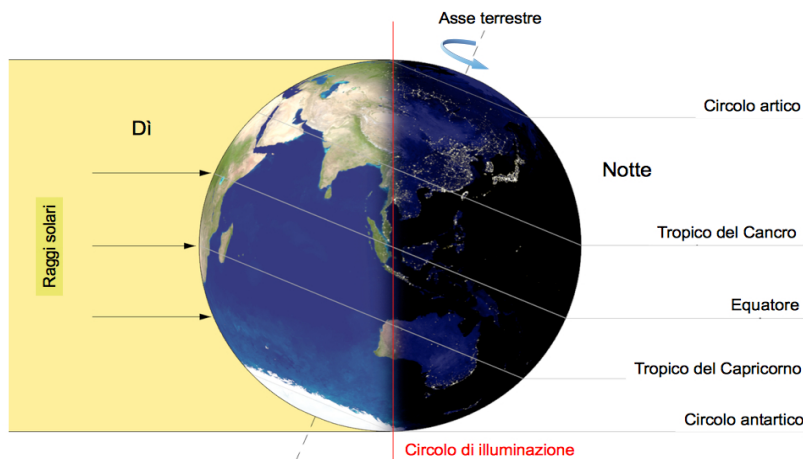
Un altro movimento a cui partecipa nel suo complesso la nostra galassia è quello relativo alla espansione dell'universo. Gli astronomi ritengono che la Via Lattea si muova a circa 600 **km**/**s** rispetto al riferimento dato dalle galassie circostanti; se ciò è corretto, ogni anno la Terra si sposta di circa 19 miliardi di **km**.

12. La rotazione terrestre

12.a Generalità

La Terra ruota attorno ad un asse in circa 24 ore, da ovest verso est, come suggerisce il moto apparente del Sole (che procede al contrario da est verso ovest).

Dal momento che:

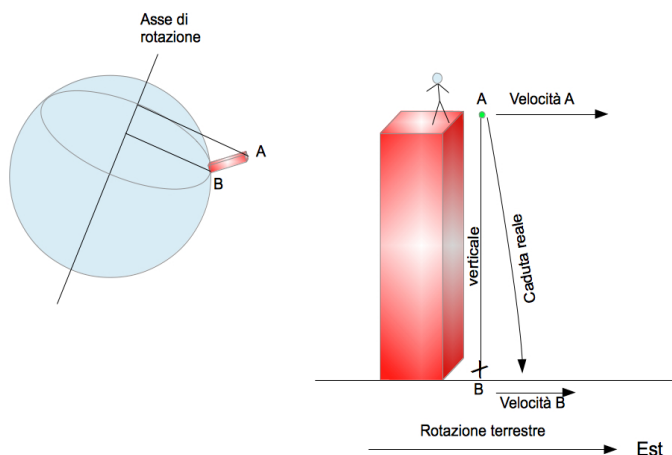
a. la Terra è opaca ai raggi solari,
b. la principale fonte di luce è il Sole,

una zona emisferica viene illuminata (dì) e l'altra no (notte). La rotazione terrestre alterna queste due fasi in tutti i punti della Terra, sebbene non sempre, nell'arco delle 24 h.

Il periodo di rotazione ha un valore costante se riferito alle stelle "fisse": la sua durata è di 23h 56' 04" (giorno sidereo). Se invece tale periodo viene riferito al Sole (giorno solare), la durata varia durante l'anno a causa della diversa velocità di rivoluzione, ma con tempi sempre inferiori alle 24 h e maggiori della durata siderea sopra citata. Il periodo solare si allunga di circa 0,002 secondi ogni secolo, in modo trascurabile.

La velocità di rotazione terrestre può essere calcolata in due modi: come spostamento lineare (in forma di arco di circonferenza), oppure come spostamento angolare. Usare l'una o l'altra velocità non porta a risultati analoghi: infatti la velocità lineare varia da 0 km/h fino a circa 1600 **km/h** aumentando con la distanza di un punto dal centro di rotazione (l'asse), mentre la velocità angolare è costante su tutti i punti della superficie terrestre, cioè 360°/24h = 15°/h = 1°/4 minuti = 15'/minuto.

12.b Prove del moto di rotazione

12.b.1 Esperienza di Guglielmini

Se la Terra fosse ferma, la traiettoria di un corpo che cade sarebbe esattamente verticale, a causa dell'unica componente del moto presente: la forza di gravità. La rotazione terrestre imprime velocità crescenti in funzione della distanza dall'asse di rotazione. Un oggetto che si trova in alto ha una velocità lineare maggiore del suolo: trovandosi in anticipo rispetto al suolo tenderà a cadere verso la direzione della rotazione terrestre, cioè verso E.

L'idea di uno spostamento verso E era stata considerata anche da Galileo e Newton, ma mai verificata sperimentalmente. Nel 1791 lo fece l'abate Giovan Battista Guglielmini, docente universitario a Bologna, che prima calcolò teoricamente la deviazione dalla verticale poi fece l'esperimento ottenendo un risultato piuttosto incontrovertibile anche se di misura limitata.

La prova avvenne facendo cadere dei gravi di forma sferica dall'alto della Torre degli Asinelli (97 **m**) e misurando, alla base, la deviazione che i gravi subivano rispetto ad un filo a piombo di riferimento. Il risultato fu uno spostamento a E di circa 2,5 **cm**. Una variazione così esigua impedì alla comunità scientifica di accettare del tutto questa dimostrazione.

12.b.2 Esperienza di Foucault

La prova migliore per la rotazione terrestre fu quella ottenuta da un esperimento molto più significativo: il pendolo di Foucault. Tale esperienza si basa su alcuni fatti teorici:

- il piano di oscillazione di un pendolo non varia se non intervengono forze esterne;
- se la Terra non ruota su sé stessa la linea tracciata dall'oscillazione di un pendolo rimane costantemente nella stessa posizione su tutta la superficie della Terra;
- se la Terra ruota su sé stessa il piano del pendolo ruoterà apparentemente di un angolo sempre più elevato man mano che ci spostiamo a latitudini elevate (verso un polo, insomma).

J.B.L. Foucault eseguì il suo esperimento nel 1851 facendo oscillare una sfera metallica sospesa di 28 **kg**, con un filo di 67 **m**, all'interno del Pantheon di Parigi. Tale lunghezza consentiva oscillazioni di circa 16 secondi, ed un periodo di moto estremamente lungo (per poterne studiare le variazioni). Oscillando per lungo tempo, il pendolo mostrò una rotazione del proprio piano di oscillazione che non poteva essere imputato ad alcuna forza, tranne che alla rotazione terrestre. Il moto di oscillazione è anche influenzato dall'effetto Coriolis, per cui la rotazione del piano oscillante avviene in senso orario nell'emisfero boreale ed antiorario in quello australe.

La rotazione del piano oscillante è completa, nell'arco di 24 h, ai poli, mentre decresce con la latitudine, arrivando ad essere fermo all'equatore: se Foucault avesse fatto il suo esperimento all'equatore, non sarebbe stato possibile escludere l'ipotesi di una Terra non rotante!

12.c Conseguenze del moto di rotazione

12.c.1 Dilatazione equatoriale/schiacciamento polare

La principale deformazione del pianeta Terra risiede nel suo schiacciamento polare (o dilatazione equatoriale). Tale deformazione è stata possibile attraverso tre "forze" concomitanti: a) il calore gravitazionale che ha fuso il pianeta nelle sue prime fasi di vita; b) la rotazione terrestre e l'applicazione del suo campo gravitazionale sferico; c) l'accelerazione centrifuga che genera un maggior spostamento delle particelle fluide nella zona periferica più distante dall'asse di rotazione (linea equatoriale).

12.c.2 Rotazione apparente dei corpi celesti

Il fatto che ruotiamo vincolati al suolo terrestre ci permette di osservare il moto apparente dei corpi celesti. Prima di tutto quello della cosiddetta volta celeste, costituita dalle stelle che ruotano apparentemente attorno ad un asse imperniato nei pressi della stella polare (emisfero boreale) o della croce del Sud (emisfero australe).

Anche il moto del Sole può essere considerato una conseguenza della rotazione terrestre. La Luna ed i pianeti hanno un movimento apparente, ma solo in parte legato alla rotazione terrestre; in realtà il loro movimento rappresenta la somma di diversi movimenti astronomici, tra i quali il loro stesso movimento rivoluzionario.

12.c.3 Alternanza dì/notte

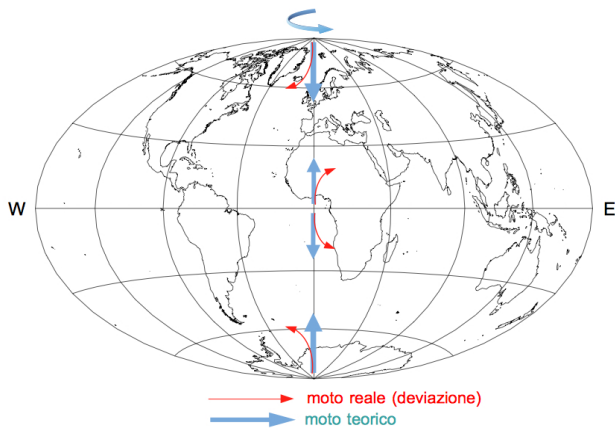
L'illuminazione della superficie terrestre è sempre radente e parallela al piano della eclittica. Perciò la Terra viene illuminata solo parzialmente, per una metà emisferica separata da quella notturna da una linea denominata cerchio di illuminazione. Il piano definito da questo cerchio è perpendicolare al piano dell'eclittica.

La rotazione terrestre implica un movimento per il quale nel corso di una giornata la maggior parte dei punti della sua superficie avranno un periodo illuminato ad uno non illuminato dal Sole.

12.c.4 Effetto Coriolis

Il cosiddetto effetto (o forza di) Coriolis deve il proprio nome a G.G. Coriolis, che lo spiegò nel 1835. Si tratta di un fenomeno di deviazione di un corpo svincolato in movimento che si muove sopra un corpo in rotazione: se lo spostamento avviene da un punto con velocità lineare minore ad un maggiore (dal centro di un disco verso il suo esterno) il corpo si sposterà a sinistra a causa del ritardo inerziale.

Lo studio dell'effetto Coriolis sul moto dei corpi sulla superficie terrestre ha portato ad enunciare la seguente legge di Ferrel: ogni corpo che si muove liberamente sulla superficie terrestre subisce, rispetto alla direzione

iniziale, una deviazione verso destra (antioraria) nell'emisfero boreale e verso sinistra (oraria) in quello australe.

Un corpo che viaggia da un punto il cui parallelo è più distante dall'asse di rotazione verso uno in cui il parallelo è più vicino, la deviazione sarà verso E a causa dell'anticipo dovuto alla variazione della velocità lineare (da più alta a più bassa); viceversa la deviazione sarà verso W (da un punto più vicino all'asse verso un punto più lontano).

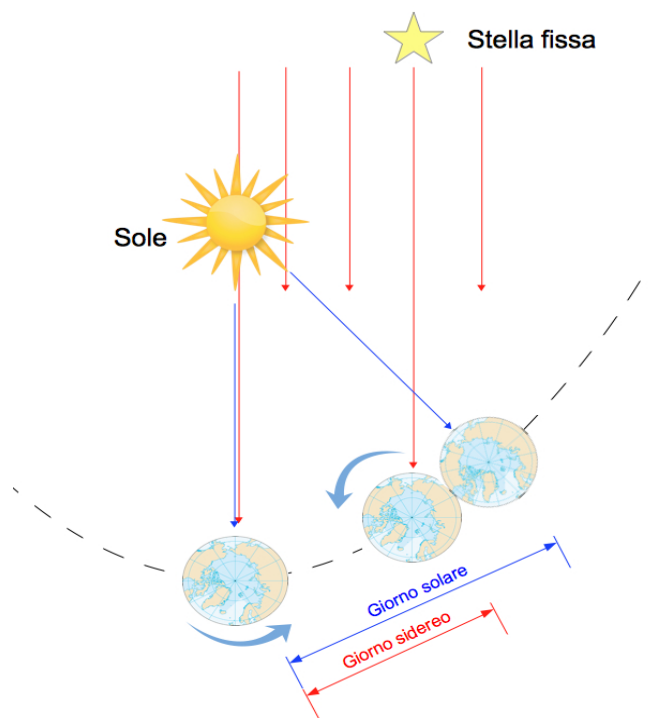
Tale effetto ha grandi conseguenze sul movimento dei fluidi sulla superficie terrestre (correnti marine ed atmosferiche) e, probabilmente anche sui flussi dei materiali fusi all'interno della Terra. Si può dire che la distribuzione delle zone climatiche sulla Terra è, in parte, una conseguenza indiretta della sua rotazione.

12.C.5 Durata del giorno sidereo

La durata di una rotazione terrestre dipende ovviamente dalla sua velocità e dal sistema di riferimento che si sceglie per il punto iniziale e finale della rotazione. In ogni caso si considera il ritorno alla stessa posizione relativa di un meridiano qualsiasi.

Se il sistema di riferimento scelto è quello di una stella "fissa" (la cui distanza è tale che i suoi spostamenti sono impercettibili), la durata di 1 giorno è costantemente di 23h 56' 04": è il tempo o giorno sidereo.

Se il riferimento scelto è il Sole, allora un meridiano terrestre completerà la rotazione solo dopo avere eseguito una rotazione siderea intera ed aver ruotato un altro poco per riallinearsi con il Sole nella medesima posizione di partenza. In questo senso, il tempo o giorno solare è sempre un po' più lungo di quello sidereo (circa 4').

A causa della 2^ legge di Keplero, la velocità variabile della Terra sulla sua orbita fa sì che il meridiano di riferimento arrivi a traguardare il Sole in tempi leggermente diversi: ciò varia la durata del giorno solare nel corso della rivoluzione. Pertanto, la rotazione terrestre determina solamente la durata del giorno sidereo, mentre quella del giorno solare (usata da noi) è una conseguenza della posizione della Terra nello spazio e quindi della rivoluzione terrestre.

13. Il moto di rivoluzione della Terra

13.a Generalità

La Terra ruota attorno al Sole in circa 8736 ore (365 giorni e 6 ore circa) su un'orbita ellittica lunga poco meno di 10^9 **km**. La sua velocità orbitale varia, come spiegato dalla 2^ legge di Keplero, attorno a 30 **km**/**s**.

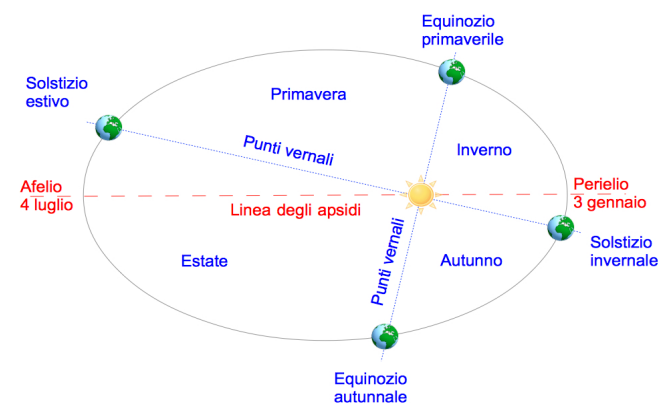
Le principali informazioni sulla rivoluzione si ottengono osservando l'orbita terrestre da due punti di vista:

a. polare (come se si guardasse dal polo Nord o polo Sud celeste);
b. eclittica (osservando lungo il piano dell'eclittica).

13.a.1 Caratteristiche polari

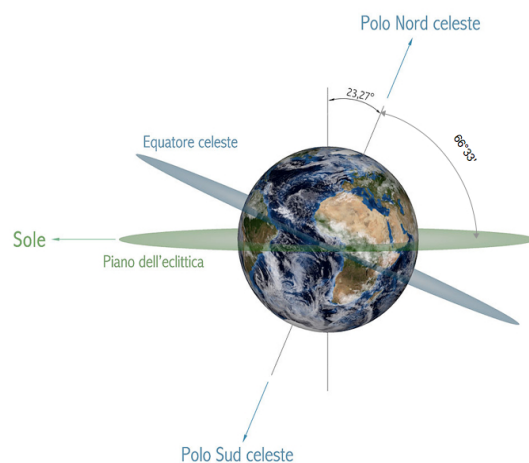
L'orbita ellittica della Terra individua sull'asse maggiore un punto di massima e uno di minima distanza dal Sole. Questi due punti sono denominati rispettivamente afelio (3÷7 luglio) e perielio (2÷5 gennaio) e la linea che li congiunge prende il nome di linea degli apsidi.

La velocità orbitale cambia con la distanza dal Sole in accordo con la 2^ legge di Keplero e con il principio di conservazione del momento angolare. Altre posizioni astronomiche importanti sono i punti vernali, cioè gli equinozi ed i solstizi. Dal punto di vista polare è possibile determinare tre linee di massima importanza:

a. linea degli apsidi che congiunge afelio e perielio;
b. linea degli equinozi (20 marzo ÷ 22 settembre)
c. linea dei solstizi (21 giugno ÷ 23 dicembre)

La posizione di tali linee non è costante: la linea degli apsidi oscilla da 3 a 10 milioni di **km** nell'arco di circa 90000 anni; le linee degli equinozi e solstizi, perpendicolari tra loro, ruotano in senso opposto a quello di rivoluzione terrestre a causa della precessione. Anche quest'ultima variazione avviene molto lentamente: le linee si spostano di 1° ogni 71 anni circa.

13.a.2 Caratteristiche eclittiche

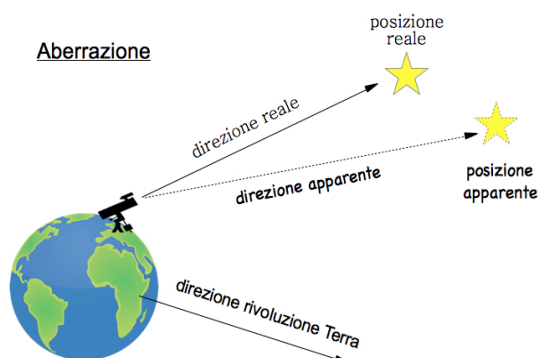
La misura più importante nella visione eclittica dell'orbita terrestre è la inclinazione dell'asse di rotazione rispetto al piano eclittico: 66°33' (23°27' dalla verticale). Inclinazione e direzione dell'asse sono, in assoluto, costanti in un arco di tempo relativamente ristretto: la loro variazione è infatti trascurabile se si considera l'arco di vita di una persona.

Il variare della posizione della Terra rispetto al Sole cambia invece l'orientamento del cerchio di illuminazione, che è sempre perpendicolare al piano dell'eclittica, rispetto all'asse terrestre. L'angolo che l'asse di rotazione forma con questo cerchio varia da +23°27' a -23°27'. Per due volte all'anno questo angolo è di 0°, e ciò si verifica durante i punti vernali detti equinozi, in cui la durata del dì e della notte si equivalgono.

13.b Prove del moto di rivoluzione terrestre

Non ci sono prove così eleganti e definitive come quelle per la rotazione. Tuttavia, sia la aberrazione stellare che l'alternanza delle costellazioni zodiacali possono a tutti gli effetti essere considerate prove accettabili.

13.b.1 Aberrazione stellare

Fino all'inizio del XVIII secolo la teoria copernicana faticò ad affermarsi, soprattutto perché la rivoluzione

terrestre avrebbe dovuto causare il cosiddetto effetto di parallasse delle stelle, cosa che subito non fu possibile dimostrare. A complicare le cose vi era anche un fenomeno apparentemente inspiegabile: le stelle sembravano variare la propria posizione apparente disegnando delle piccole ellissi e non rimanevano realmente "ferme". La variazione di questo arco ellittico era di circa 20" ed era sorprendentemente uguale per tutte le stelle, più un angolo residuo che forse era quello della parallasse.

James Bradley, astronomo inglese, nel 1728 risolse il problema dimostrando che tale movimento era dovuto in realtà ad una "aberrazione" astronomica (termine che significa, grosso modo, *anomalia*): il moto della Terra attorno al Sole costringeva l'astronomo a guardare le stelle non nella loro posizione reale, ma spostate in avanti. Questo spostamento è simile a quello che dobbiamo compiere con l'ombrello in una giornata piovosa: stando fermi lo teniamo in posizione verticale, ma se ci muoviamo dobbiamo inclinarlo verso la direzione del nostro spostamento. Le ellissi annuali rappresentavano quindi la proiezione dello spostamento della Terra attorno al Sole!

13.B.2 Rotazione apparente delle costellazioni zodiacali

Oggi può sembrare evidente che la rotazione annuale apparente delle costellazioni zodiacali sia una prova che la Terra ruota attorno al Sole in modo ciclico.

Tuttavia, fin dall'antichità, il fenomeno è stato alternativamente spiegato come una rotazione reale di queste costellazioni attorno alla Terra immobile. Tale spiegazione geocentrica consentì di collegare il passare del tempo con la posizione della Terra e di stabilire il concetto di anno astronomico, ma diede il via anche a speculazioni pseudo-scientifiche sulla previsione del futuro con la disciplina nota come astrologia.

13.B.3 Effetto di parallasse annua delle stelle

Come abbiamo già descritto nel capitolo 2, una delle prove che Tolomeo e Brahe richiedevano agli eliocentristi era la misura di un qualsiasi effetto di parallasse per le stelle, a causa della presunta rivoluzione terrestre.

Solo nel 1838 l'astronomo F. Bessel riuscì ad effettuare questa misura sulla stella 61 Cygni: tale parallasse annua (pari a circa 0,314" d'arco) pur passata in sordina tra gli scienziati fu la prova definitiva della rivoluzione terrestre. Ad oggi sono state misurate le parallassi annue di migliaia di altre stelle.

13.c Conseguenze del moto di rivoluzione terrestre

Le conseguenze del moto di rivoluzione terrestre sono influenzate anche dalla inclinazione dell'asse terrestre rispetto alla eclittica e, quindi, rispetto al cerchio di illuminazione. Infatti, mentre l'asse di rotazione possiede una inclinazione ed una direzione pressoché costanti, il piano del cerchio di illuminazione pur essendo sempre a 90° dall'eclittica, cambia continuamente posizione a causa della rivoluzione della Terra. Questo significa che l'angolo tra asse e cerchio di illuminazione cambia costantemente. Se l'asse fosse inclinato a 90° rispetto all'eclittica non vi sarebbe nessuna variazione.

13.C.1 Durata giorno solare durante l'anno

La durata del giorno solare dipende dalla posizione della Terra nello spazio, visto che la velocità orbitale varia con la distanza dal Sole (2^ legge di Keplero). Mentre la durata del giorno siderale è costante, il giorno solare varia durante l'anno, poiché la velocità cambia nei vari punti dell'orbita: minima all'afelio e massima al perielio.

All'afelio la velocità è infatti circa 29,3 **km/s**, mentre al perielio è 30,3 **km/s**. Questo fa sì che in un giorno siderale la Terra percorra un angolo di circa 57' all'afelio e di circa 61' al perielio.

13.C.2 Durata dì/notte

Un'altra conseguenza della rivoluzione, collegata all'inclinazione dell'asse, riguarda la durata della illuminazione/buio su un punto della superficie terrestre durante un giorno. Maggiore è l'angolo tra asse e

cerchio di illuminazione, maggiore sarà la differenza tra durata del dì rispetto alla notte. Quando l'angolo tra asse e circolo di illuminazione è di 0°, allora si può dire che in qualsiasi punto sulla Terra, nell'arco di 24 ore, l'arco diurno dura come quello notturno (12 h di luce e 12 h di buio); tale punto astronomico è detto equinozio.

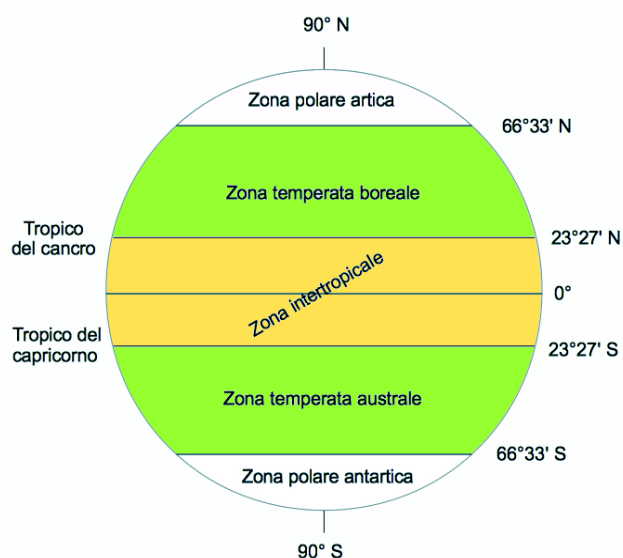
13.C.3 ALTERNANZA DELLE STAGIONI

L'inclinazione costante dell'asse di rotazione terrestre durante l'anno astronomico fa sì che il cerchio di illuminazione sia più o meno distante dall'asse per periodi abbastanza lunghi (qualche mese).

Durante l'anno si verificano quattro posizioni relative "estreme" (punti vernali) che influenzano la durata del dì/notte: i due punti equinoziali (eguale durata dì/notte) e i due punti solstiziali (massima durata dì o notte). A partire da uno di questi punti e fino al successivo la superficie terrestre avrà una durata del dì maggiore di quella della notte o viceversa. Durando circa 89-92 giorni si verificano le condizioni per una prolungata stagione di elevata o bassa illuminazione solare con relative conseguenze climatiche.

Le stagioni astronomiche si verificano per questo motivo e sono collegate alla gradualità con cui la durata del dì aumenta o diminuisce ed è più lunga o più corta rispetto alla notte. La relativa inclinazione dei raggi solari sulla superficie terrestre (dipendente dalla latitudine) congiuntamente con altre caratteristiche idrografiche, orografiche o di vegetazione influenzano poi le temperature medie di lungo periodo per ogni località.

13.C.4 ZONE ASTRONOMICHE

Le zone astronomiche delimitano fasce latitudinali in cui i raggi solari hanno un determinato comportamento almeno una volta all'anno.

Le zone o calotte polari (artica ed antartica) sono zone la cui latitudine va da 66°33' N/S fino a 90° N/S: almeno una volta all'anno il sole non sorge mai o non scende sotto l'orizzonte durante l'arco di 24 ore. Ciò accade nel giorno del solstizio estivo (24 h di luce nella zona polare artica e 0 h in quella antartica) e nel giorno del solstizio invernale (24 h di buio nell'artico e 0 h nella zona antartica).

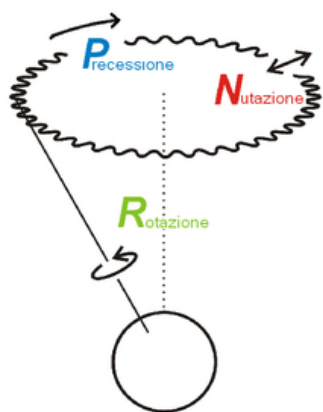
Le zone intertropicali sono confinate tra 23°27'N e 23°27'S e comprendono perciò anche l'equatore (0° di latitudine). In queste zone almeno una volta l'anno il Sole transita a mezzogiorno esattamente allo zenit (cioè a 90° rispetto alla superficie orizzontale). La durata del dì è sempre superiore alle 10 ore e ciò comporta sempre uno stato climatico relativamente caldo.

Le due restanti zone non hanno particolari astronomici estremi come nelle zone precedentemente descritte: si può dire che il dì e la notte sono sempre alternate durante l'anno, ma il sole non raggiunge mai lo zenit. Perciò queste zone sono significativamente denominate come zone temperate (boreale ed australe). Sono le zone in cui gli effetti climatici delle stagioni astronomiche diventano più definiti: inverni freddi ed estati calde, contornate da primavere ed autunni termicamente intermedi.

14. I MOTI MILLENARI

I moti millenari sono movimenti che la Terra compie con grande lentezza. Hanno importanza geologica ma non sono percepibili durante il corso di una vita umana.

14.a Moto di precessione luni-solare e nutazione

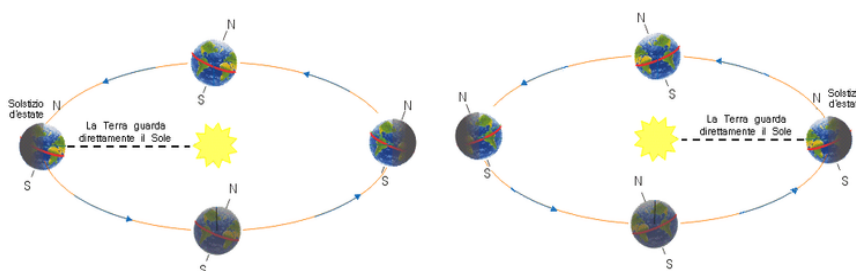
Nell'arco di una rivoluzione (anno) la direzione dell'asse di rotazione non cambia. Il motivo è che come tutti gli oggetti che ruotano attorno ad un asse (la ruota di una bicicletta per esempio) resistono agli spostamenti che producano una variazione della posizione dell'asse. I fisici definiscono questa opposizione come una forza apparente chiamata momento angolare, propria di tutti i corpi che ruotano. La bici sta in equilibrio mentre si pedala (le ruote girano) e non quando si è fermi!

Tuttavia la Terra è influenzata dall'attrazione gravitazionale della Luna e del Sole, principalmente sulla zona equatoriale (più spessa e lontana dall'asse di rotazione). Queste influenze si concretizzano spingendo l'asse di rotazione verso la verticale.

Il risultato di questa combinazione di forze è che l'asse di rotazione pur non variando la sua inclinazione tende a spostarsi in un moto circolare opposto a quello dell'asse. E' praticamente lo stesso tipo di movimento che accade ad una trottola: inizia con l'asse in verticale poi, attratta dalla Terra, la sua opposizione a cadere genera un ulteriore rotazione dell'asse attorno alla verticale.

Per l'asse terrestre questa precessione (rotazione all'indietro) si conclude in un ciclo di circa 26000 anni, durante il quale la posizione del polo celeste muta lentamente. Inoltre, dal momento che la Luna ed il Sole non si trovano entrambi sullo stesso piano producono anche piccole oscillazioni della inclinazione dell'asse di qualche secondo d'arco che compiono un ciclo in circa 18,6 anni: questi movimenti sono detti nutazioni.

Le conseguenze di questo moto millenario non sono trascurabili anche se avvertibili solo nel corso di molte generazioni:

14.A.1 SPOSTAMENTO DELLA LINEA DEGLI EQUINOZI (IN SENSO ORARIO)

Se l'asse di rotazione si sposta, la posizione equinoziale varierà retrocedendo la data equinoziale a causa del movimento opposto della precessione rispetto all'asse.

In pratica ogni anno il punto esatto dell'equinozio arriva 20 minuti prima di quello dell'anno precedente: tra circa 13000 anni la data dell'inizio dell'estate sarà il 22 dicembre!

Inoltre, la precessione determina anche, anno dopo anno, un leggero anticipo della chiusura dell'anno siderale ed è a causa di ciò che alla fine del XVI secolo venne introdotta una riforma del calendario che soppresse 11 giorni accumulatisi a causa della precessione.

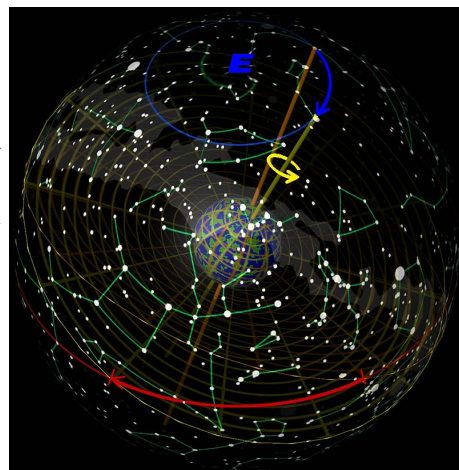
14.A.2 SPOSTAMENTO DEI POLI CELESTI

La precessione muove l'asse terrestre producendo un effetto di doppio cono per cui la inclinazione dell'asse non muta sostanzialmente, ma la sua direzione sì. Oggi è possibile descrivere con un cerchio il tragitto futuro (e passato) del polo celeste settentrionale (e di quello meridionale), ed è possibile notare come la stella polare sia

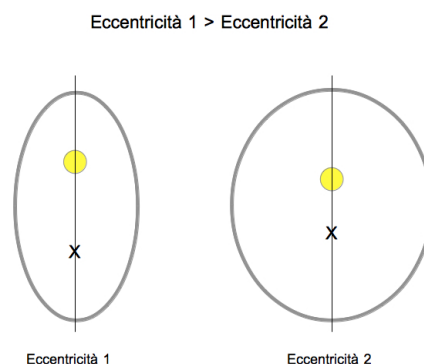
un polo temporaneo. Nel 3000 a.C. La stella di riferimento del cielo boreale era Thuban, ancor meno luminosa della odierna stella polare, ma fra circa 13000 anni la stella polare diventerà la luminosissima Vega, una delle poche stelle ancora visibili ad occhio nudo.

14.A.3 Spostamento delle coordinate celesti delle stelle

La precisa ubicazione delle stelle nel cielo dipende da un sistema di coordinate simili a quelle istituite per la Terra. Esistono quindi parametri come l'equatore celeste (prolungamento del piano equatoriale terrestre sulla volta celeste), e coordinate celesti simili a latitudine e longitudine: il meridiano di riferimento celeste è ovviamente il prolungamento del meridiano di Greenwich.

Tuttavia se per latitudine e longitudine terrestre è sufficiente ubicare il punto di intersezione dell'asse con la superficie terrestre, per il cielo il polo celeste è effettivamente posizionato con ciò che in quel momento coincide con il prolungamento dell'asse nella volta celeste. Se cambiano i punti di riferimento cambia tutto!

14.b Spostamento della linea degli apsidi

La linea degli apsidi è una linea che congiunge perielio ed afelio di un pianeta. Essa coincide con l'asse maggiore dell'ellisse orbitale e comprende anche altri due punti: i due fuochi e quindi anche il Sole.

A causa delle perturbazioni di altre orbite planetarie (soprattutto Giove), l'ellisse terrestre subisce delle variazioni che portano la linea degli apsidi a spostarsi relativamente rispetto a quella dei punti vernali, senza che venga modificata la lunghezza complessiva. In pratica quello che cambia è la ellitticità dell'orbita che può essere misurata come eccentricità: maggiore è la distanza tra i due fuochi, maggiore è la eccentricità orbitale.

L'ellisse si comporta come una specie di elastico che si dilata e si contrae in un ciclo di circa 10^5 anni. La posizione relativa del Sole cambia un poco e varia l'irraggiamento complessivo sulla superficie terrestre. La differenza nell'irraggiamento tra afelio e perielio terrestre è attualmente minima (circa il 3,4% in più al perielio), ma al massimo della eccentricità è stato calcolato che tale differenza sarà (è stata) di circa il 25%.

Inoltre la differente distanza dal Sole farà sì che la Terra abbia una velocità orbitale maggiore o minore con ripercussioni sulla quantità di giorni che riuscirà a fare entro una determinata stagione astronomica.

14.c Variazione della inclinazione dell'asse

L'inclinazione assiale della Terra varia da circa 22° a 24°20' con una periodicità di 41.000 anni. Attualmente il valore della inclinazione (rispetto alla verticale dell'eclittica) è di 23°27' e tende a scendere.

Pur non essendo una variazione molto estesa (poco più di 2°, cioè il 10% della misura attuale), la variazione in tal senso produce un cambiamento della posizione esatta delle zone astronomiche. Infatti ad inclinazione minima la zona tropicale sarà meno estesa (22° N – 22° S) rispetto a quanto vi sarà con l'asse ad inclinazione massima (24°20' N – 24°20' S). Fluttuano quindi le estensioni relative alle zone astronomiche che prevedono minore spazio per le zone temperate quando l'asse ha maggiore inclinazione.

15. La Luna

15.a Caratteristiche fisiche

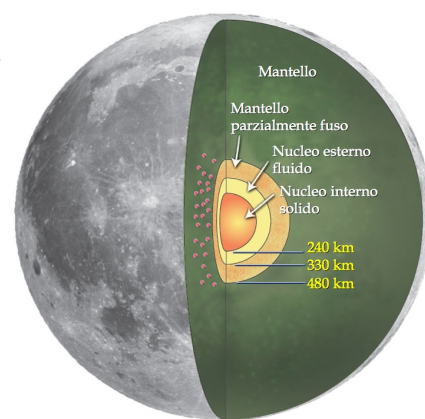
La Luna è l'unico satellite della Terra. Il suo diametro è circa 1/4 di quello terrestre e la sua massa è 1/81 di quella della Terra. Ecco di seguito alcuni dati:

Diametro (**km**)	3474		Velocità di fuga (**km/s**)	2,38
Massa (**kg**)	$7{,}35 \cdot 10^{22}$		Periodo rotazione (giorni terr.)	27,3
Densità (**g/cm^3**)	3,35		Temperatura superficiale media (**°C**)	-23
Gravità superficiale (**m/s^2**)	1,62		Distanza media dalla Terra (**km**)	$3{,}84 \cdot 10^{5}$

Il termine *luna* ha una radice indoeuropea (*leuk-*) che significa grosso modo “di luce riflessa”. A causa della sua posizione relativa rispetto al Sole possiamo osservarne periodicamente la superficie, anche se si tratta sempre della stessa faccia. Questo accade perché rotazione e rivoluzione della Luna sono eventi sincroni.

15.b Caratteristiche chimiche

La Luna è costituita da materiali simili a quelli terrestri. La sua struttura interna è formata da silicati ed un nucleo probabilmente ferroso, avente la parte esterna allo stato fuso.

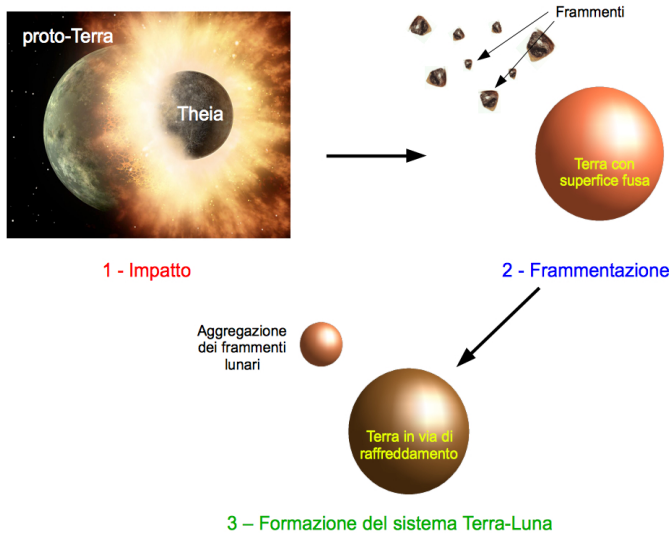
Questa stratificazione si formò appena dopo la sua formazione quando, ancora allo stato fuso, separò per gravità i materiali liquefatti più densi, da quelli meno densi. I metalli (Fe, Ni eccetera) si sono concentrati prevalentemente nel nucleo. La parte restante ha separato verso l'interno i silicati con punto di fusione più alto (olivina e pirosseni) ed ha scremato verso l'alto la parte meno densa (feldspati). Questa parte silicatica viene chiamata mantello.

Il modesto diametro del nucleo ferroso rispetto alla parte silicatica spiega la minore densità della Luna rispetto a quella terrestre. La Luna non possiede atmosfera anche a causa della bassa gravità che non riesce a trattenere gas sulla superficie. Sul cielo lunare quindi si osservano contemporaneamente le stelle in presenza del Sole.

Studi recenti hanno identificato masse di acqua allo stato solido sotto la superficie del polo Sud lunare, ben protette dalla illuminazione diretta del Sole che può portare la temperatura superficiale anche a più di 100°C.

15.c Origine della luna

Le rocce lunari prelevate direttamente dagli astronauti hanno permesso di datare la formazione della Luna a circa 4,5 miliardi di anni fa, cioè subito dopo la formazione del sistema solare. Probabilmente la conservazione di rocce così antiche sulla Luna (e non sulla Terra) è dovuta al fatto che sulla Luna la situazione geologica è rimasta sostanzialmente congelata dopo la sua solidificazione, crateri meteoritici a parte. Non vi sono tracce sulla Luna di eventi tettonici simili a quelli che hanno continuamente rielaborato e rinnovato il materiale superficiale della Terra.

Sono state fatte diverse ipotesi riguardo all'origine della Luna, ma nessuna di queste soddisfa completamente i dati che vengono osservati attualmente.

- *fissione* dalla crosta terrestre per centrifugazione
- *cattura* gravitazionale di un planetoide
- *accrescimento contemporaneo* e vicino dei due corpi celesti (Terra e Luna)
- *collisione* di un planetoide con la Terra con successiva separazione di materiale

La teoria più accreditata attualmente è quella catastrofica della collisione (ricostruzione a fianco).

Poco dopo la aggregazione dei corpi principali del sistema solare ($4{,}5 \cdot 10^9$ anni fa) un planetoide di dimensioni simili a Marte (chiamato Theia) avrebbe urtato la Terra durante la sua formazione. Ciò avrebbe espulso frammenti all'esterno, che si sarebbero riuniti formando un corpo più piccolo.

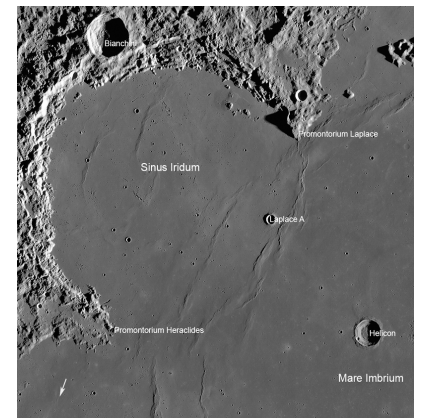
Questa ipotesi spiega abbastanza bene la maggior parte delle abbondanze degli elementi e la relativa mancanza di elementi leggeri che si sarebbero volatilizzati a causa delle elevate temperature nell'impatto.

15.d Morfologia

La superficie della Luna rivela diverse forme anche se manca la complessità tipica delle strutture geologiche prevalenti sulla Terra. Questo dipende essenzialmente da due fattori principali: mancanza di movimenti tettonici, e mancanza di agenti erosivi (aria, ma soprattutto acqua allo stato liquido).

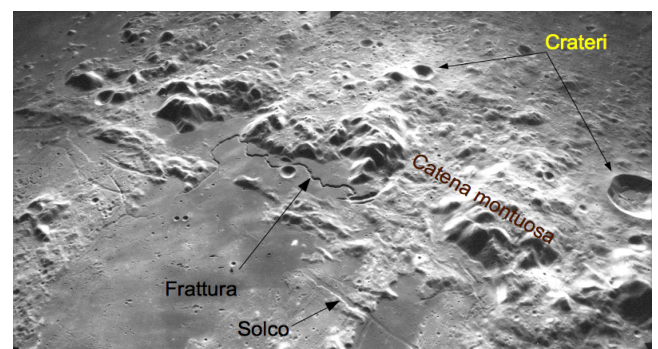
Le forme principali che possono essere osservate ad occhio nudo o con un semplice binocolo sono:

- mari
- *terrae* o altopiani
- crateri
- fratture

I mari sono estese superfici piatte costituite da depressioni riempite da antiche eruzioni basaltiche. Essi contengono rocce magmatiche e polveri formatesi dal continuo bombardamento di micrometeoriti che incessantemente frantumano la superficie lunare. Il loro interno riflette meno la luce solare e quindi appaiono come bacini di colore grigio scuro. La minore riflettanza dipende dalla elevata frammentazione superficiale e dalla maggiore presenza di minerali ricchi di Fe.

Il materiale fine che riempie i mari lunari è chiamato regolite, una mescolanza di frammenti di rocce dalle dimensioni variabili, comunque inferiori prevalentemente a 2 mm.

L e terrae sono sopraelevazioni del suolo costituite da massicci di rocce magmatiche chiare o bianche, (anortositi), formate prevalentemente da feldspato (silicati di Na, Ca o K). Costituiscono la maggior parte delle strutture visibili in superficie.

E' opinione comune che gli altopiani lunari siano strutture generatesi dalla evoluzione di rocce fuse superficiali che si stavano raffreddando. In pratica essi rappresentano ciò che rimane della crosta lunare solidificatasi da un magma e successivamente modellata da altri eventi magmatici che hanno generato i mari o da impatti meteoritici.

I crateri hanno strutture circolari di dimensioni variabili e formatisi soprattutto per impatto di corpi meteoritici; più raramente sono di origine vulcanica. La mancanza di atmosfera sulla Luna consente la caduta di corpi di dimensioni minime con impatti che in grado di produrre crateri di dimensioni di pochi cm fino a diversi km. La mancanza di erosione fa sì che queste strutture rimangano inalterate anche se sono avvenute miliardi di anni fa.

Sulla Luna sono state osservate anche fratture relativamente estese (parecchi chilometri) che procedono come linee. Esse potrebbero essersi originate in due modi: a causa della produzione di tunnel magmatici il cui tetto è poi sprofondato scoprendone la cavità interna, oppure a causa del raffreddamento della Luna che ha prodotto una contrazione superficiale visibile in queste strutture.

15.e Orbita lunare

L'orbita della Luna ha forma ellittica con asse maggiore di circa 384 mila km e la Terra su uno dei due fuochi: per questo motivo si distinguono una posizione di perigeo (più vicina alla Terra) e di apogeo (più lontana).

Il suo piano orbitale non coincide perfettamente con quello terrestre: essi divergono tra loro di circa 5° rispetto un vertice definito linea dei nodi (linea immaginaria che congiunge Terra e Sole). La Luna nel suo tragitto orbitale è costretta ad attraversare la linea dei nodi in due modi differenti (detti sizigie): a) congiunzione (la Luna passa tra il Sole e la Terra); b) opposizione (la Luna è nella posizione più lontana possibile dal Sole).

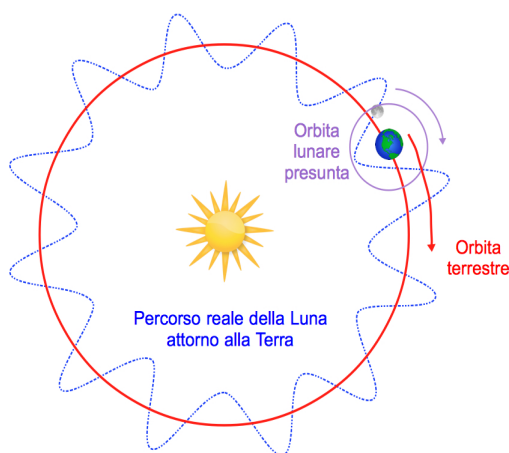
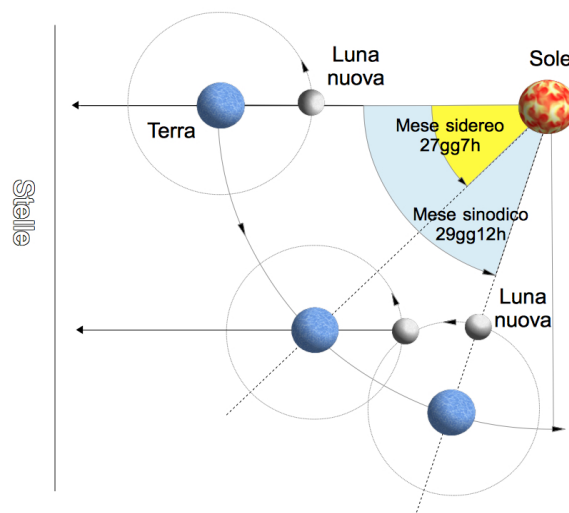
La linea dei nodi serve anche per definire le fasi lunari, con cui si distinguono le fasi principali (novilunio e plenilunio, rispettivamente in congiunzione ed opposizione), ma anche le quadrature cioè posizioni in cui la linea Terra-Luna è a 90° rispetto alla linea dei nodi.

15.f Moti lunari

La Luna possiede diversi moti propri a cui vanno aggiunti quelli che condivide con la Terra. Essi sono principalmente tre: 1) rotazione su sé stessa; 2) rivoluzione attorno alla Terra; 3) traslazione attorno al Sole.

Il movimento rotatorio avviene molto lentamente ed è sincrono con quello della rivoluzione: il tempo necessario alla Luna per ruotare su sé stessa è uguale a quello che impiega nel fare una rivoluzione. Per questo motivo la Luna mostra sempre la stessa faccia alla Terra.

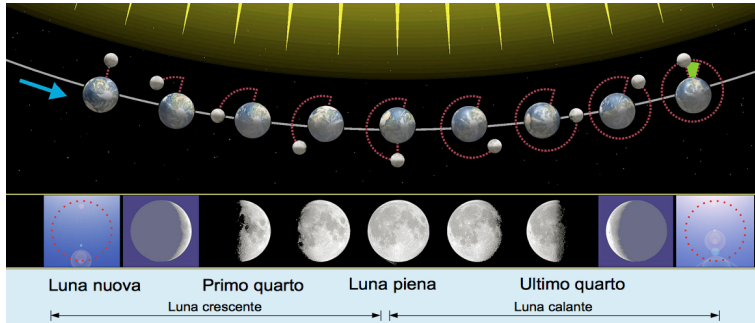
In realtà vi sono piccole variazioni dette librazioni, dovute al fatto che mentre la rotazione lunare ha una velocità angolare costante, quella di rivoluzione non lo è (vedi 2^ legge di Kepler). Tuttavia è come se la faccia visibile della luna si girasse di circa 7° prima da una parte poi dall'altra: per ciò che vediamo non cambia praticamente niente.

La rotazione/rivoluzione lunare può essere misurata con un periodo siderale o sinodico (mese), come nel caso terrestre. Il cosiddetto periodo o mese siderale è il tempo che impiega la Luna a fare un giro su sé stessa e anche attorno alla Terra rispetto ad una stella “fissa”. In giorni terrestri vale 27 g 7 h e 43 m circa ed è costante durante tutto l'anno terrestre.

Il periodo sinodico si calcola tenendo conto di due posizioni simili consecutive della Luna rispetto alla linea dei nodi. Tale mese vale circa 29 g 12 h. Questo periodo corrisponde al tempo tra una luna piena e quella successiva ed è quello che si usa nei calendari lunari.

Il moto di traslazione corrisponde al movimento complessivo che la Luna compie attorno al Sole. Per effetto della combinazione tra la rivoluzione terrestre e quella lunare tale movimento si esplica come una specie di sinusoide a ciclo chiuso.

Ovviamente il tempo totale di un ciclo coincide con l'anno solare della Terra. Durante una rivoluzione della Terra possono presentarsi 12-13 cicli lunari.

15.g Fasi lunari

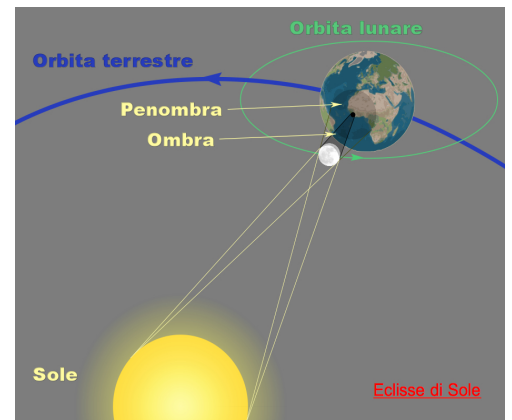
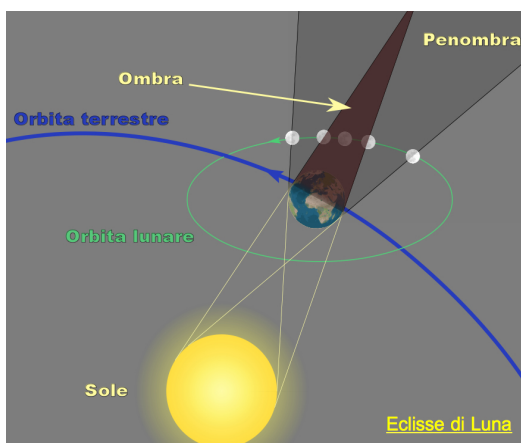
Il piano orbitale lunare non è perfettamente coincidente con quello terrestre (circa 5° di differenza) ed è ad assetto costante. Questo significa che solo raramente la Luna si interpone fra la Terra ed il Sole o è dietro la Terra ed anche sul piano dell'eclittica. Se le due orbite fossero sullo stesso piano avremmo fenomeni di occultamento del Sole e della Luna (eclissi) alternati ogni 14 giorni circa.

La visibilità della Luna dipende dalla posizione relativa del suo piano orbitale al momento del passaggio sizigiale. In genere la Luna è in congiunzione od in opposizione quando è sopra o sotto il piano dell'eclittica terrestre e questo permette, in opposizione, di vedere la Luna piena.

Le due posizioni sizigiali sono sempre o diurne (congiunzione e novilunio) o notturne (opposizione e plenilunio). Le diverse condizioni di illuminazione lunare osservabili dalla Terra sono dette fasi lunari.

a) quando la luna si trova in congiunzione noi osserviamo la metà non illuminata della luna. La fase lunare è detta di *luna nuova* o *novilunio*. Durante il novilunio la luna sorge, culmina e tramonta con il sole.
b) quando la luna è in opposizione osserviamo la metà illuminata della luna. La fase lunare è detta di *luna piena* o *plenilunio*. Durante il plenilunio la luna sorge quando tramonta il sole, culmina a mezzanotte e tramonta al sorgere del sole.
c) quando la luna si trova nelle due quadrature l'emisfero lunare che noi osserviamo risulta per metà illuminato e per metà oscuro. Le due fasi lunari sono dette *primo quarto* e *ultimo quarto*.

15.h Eclissi

La parola eclisse significa nascondere ed è ciò che accade quando la Luna si trova in un punto nodale coincidente o quasi con il piano della eclittica terrestre.

Se la Luna si trova in congiunzione e sta attraversando il piano dell'eclittica terrestre allora si oppone al percorso dei raggi solari verso la Terra generando un cono d'ombra (eclisse di Sole) visibile tuttavia solo su una certa zona. Visto che il disco lunare e quello solare hanno dimensioni simili, la Luna spesso occulta quasi o tutta la superficie del disco solare. Questo dipenderà dalla distanza relativa di Luna e Sole rispetto alla Terra in quel momento.

I casi più emblematici sono quelli in cui la Luna è in apogeo e la Terra in perielio, per cui i dischi di Luna e Sole sono rispettivamente più piccolo e più grande: in questo caso la Luna non riuscirà ad occultare completamente il Sole generando una cosiddetta eclissi anulare. Quando invece il disco lunare è sufficientemente grande da coprire tutta la superficie solare allora si parla di eclissi solare totale.

Quando invece è la Terra che ad opporsi al percorso dei raggi solari verso la Luna in opposizione, allora chi subisce l'occultamento da parte del cono d'ombra terrestre è la Luna (eclisse lunare).

Tali eclissi avvengono sempre in modo totale perché il cono d'ombra gettato dalla Terra sulla Luna è molto più ampio rispetto a quello prodotto dalla Luna durante le eclissi solari.

Formula inversa

Spesso per risolvere un'equazione o per risolvere l'incognita di un'equazione (problema tipico in fisica, chimica,...) è opportuno applicare le regole della formula inversa.

Quali sono? In realtà non esistono regole specifiche, in quanto sono le stesse regole che permettono di risolvere una equazione (principi di equivalenza delle equazioni), ma che in generale possono essere espresse in questo modo:

data un'eguaglianza fra due membri di un'equazione, questa eguaglianza non cambia se effettuiamo la stessa operazione su entrambi i membri. Ad esempio:

$$(7+5) = (6+6) \quad \rightarrow \quad 3 \cdot (7+5) = (6+6) \cdot 3$$

cambia il valore dei membri (da 12 a 36), ma l'eguaglianza è sempre vera. In realtà, per le moltiplicazioni e le divisioni tale possibilità non vale se l'equazione è 0=0, cosa che non accade quasi mai con valori fisici.

In questo caso abbiamo effettuato la stessa moltiplicazione, ma non cambia se usiamo la addizione, la sottrazione, la divisione, le frazioni, le potenze, le radici quadrate,....

Tutto questo può essere usato favorevolmente se di una eguaglianza qualsiasi non ne conosciamo un membro (detto incognito, cioè non noto):

$$3x = 18 \quad \rightarrow \quad 3x : 3 = 18 : 3 \quad \rightarrow \quad x = 6$$

Si nota che l'equazione viene manipolata attraverso la formula inversa, con l'obiettivo di risolvere il valore incognito (x). La risoluzione avviene isolando il valore incognito (x) da una parte dell'equazione e facendo le operazioni necessarie all'altro membro. Esempio:

$$A = B^2 \cdot X/D \qquad \text{l'incognita è } X$$

moltiplichiamo tutto per D:

$$D \cdot A = D \cdot B^2 \cdot X/D \quad \text{siccome } D/D = 1 \quad \rightarrow \quad D \cdot A = B^2 \cdot X$$

ora dividiamo tutto per B^2:

$$D \cdot A/B^2 = B^2 \cdot X/B^2 \quad \text{anche in questo caso } B^2/B^2 = 1 \quad \rightarrow \quad D \cdot A/B^2 = X$$

Anche le unità di misura devono essere considerate come operatori algebrici dell'equazione e, come tali, trattati durante l'applicazione della formula inversa. Quando si usano le potenze o le radici quadrate, il valore può cambiare: se A^2 il valore di A può diventare +A o -A; nel campo fisico, tuttavia, considerando misure di lunghezza, massa e tempo, la soluzione positiva è in genere l'unica di senso logico.

PROPORZIONI E PERCENTUALI

La proporzionalità tra valori variabili in genere è di due tipi: diretta se una variabile cresce e l'altra pure, o inversa se una cresce e l'altra diminuisce.

$X = K \cdot Y$, allora x e y sono direttamente proporzionali;
$X = K/Y$, allora x e y sono inversamente proporzionali.

dove x e y sono le due variabili e k è la costante di proporzionalità (che non vale mai 0).

Molto utile è anche la proporzionalità tra quattro numeri. Quattro numeri reali positivi a, b, c, d sono in proporzione fra loro, se il rapporto fra il primo e il secondo è uguale al rapporto tra il terzo e il quarto:

$a : b = c : d$ che si può scrivere anche $(a/b) = (c/d)$

Ovviamente la stessa equazione proporzionale può essere scritta diversamente:

$a \cdot d = b \cdot c$ o, anche $a = (b \cdot c)/d$

dal che si deduce che, conoscendo tre dei valori della proporzione è sempre possibile ottenere matematicamente il valore del quarto. Questo può risultare molto utile se consideriamo le trasformazioni tra unità di misura simili (di lunghezza, di area, di massa,....). Se dobbiamo, ad esempio trasformare un valore di un'unità di misura strana come il parsec (**pc**), in **km**, è sufficiente conoscere la conversione unitaria tra l'una e l'altra misura visto che, entrambe sono misure di lunghezza:

1 **pc** : $3{,}09 \cdot 10^{13}$ **km** = 300 **pc** : x **km**
che può essere vista come a : b = a' : b'

Come risolverla? Grazie alla formula inversa, se abbiamo impostato correttamente la proporzione, si possono considerare le quattro cifre come le quattro variabili della proporzione di cui una (qui b') è incognita. Allora:

$b' = (b \cdot a')/a$ quindi x **km** = ($3{,}09 \cdot 10^{13}$ **km** · 300 **pc**)/1 **pc**

Si noti che il denominatore è trascurabile perché vale 1, ma dal punto di vista algebrico, il **pc** del denominatore si può semplificare con il **pc** al numeratore; per cui rimane:

x **km** = $3{,}09 \cdot 10^{13}$ **km** · 300 = $9{,}27 \cdot 10^{15}$ **km** (valore di x)

Affinché si possa usare questa modalità per la trasformazione bisogna ricordarsi che:
a) i valori usati devono avere una convertibilità nota (ad esempio: 1 **kg** = 10 hg);
b) la proporzione deve rispettare l'ordine delle unità di misura note
(ad esempio: **kg** stanno ad **hg**, come **kg** stanno ad **hg**).

Anche il valore percentuale è esprimibile come una proporzione. Infatti per calcolare qual'è la percentuale di un certo numero su un determinato totale si opera così:

$100 : x = \text{Totale} : \text{Parziale}$ e quindi $x = (100 \cdot \text{Parziale})/\text{Totale}$

NOTAZIONE SCIENTIFICA

Quando si lavora con numeri derivati da misure scientifiche, spesso capita che questi abbiano valori molto diversi tra loro o, addirittura, alcuni molto grandi e altri molto piccoli. Questa situazione fa sì che i numeri siano difficilmente scrivibili e comprensibili. Esempi:

0,00000000000000000054 oppure 1323445345287456280456208374,8

Gli scienziati hanno proposto un metodo abbastanza efficace per organizzare questi numeri in modo da poterli capire e manipolare più facilmente: la notazione scientifica.

La notazione scientifica è un modo conciso che "riassume" numeri reali utilizzando potenze a base 10. In questo modo i due numeri citati possono essere riassunti come:

$$5{,}4 \cdot 10^{-19} \quad \text{e} \quad 1{,}32 \cdot 10^{27}$$

Sfruttando questo tipo di espressione è più semplice usare questi numeri per operazioni matematiche. Le calcolatrici, ad esempio, permettono di inserire numeri fino a 12 cifre: i due valori sopra sarebbero impossibili da inserire. Ma le calcolatrici scientifiche hanno un tasto esponenziale (il cui simbolo può essere: E, EXP, 10^n,...), premendo il quale si accede a tale notazione e basta solo inserire il numero razionale positivo o negativo ed il valore esponenziale corrispondente per poter fruire di valori fino a $9{,}99 \cdot 10^{99}$.

Esempio: per premere sulla calcolatrice il numero $5{,}4 \cdot 10^{-19}$, di solito si preme prima 5,4, poi il tasto esponenziale, poi si inserisce il valore -19. La modalità può cambiare con il tipo di calcolatrice.

La praticità della notazione scientifica, tuttavia, è tale che spesso non c'è neppure bisogno di usare una calcolatrice scientifica, perché ricorrendo all'aritmetica ed alle regole che governano le potenze del 10 è possibile fare operazioni con numeri terrificanti come quelli sopra anche avendo una calcolatrice trovata nel detersivo (quelle di uso comune, insomma)!

Per fare, ad esempio, il prodotto tra i due numeri sopra, basta un po' di memoria scolastica:

$$5{,}4 \cdot 10^{-19} \cdot 1{,}32 \cdot 10^{27} = ?$$

per la proprietà commutativa posso raccogliere valori simili:

$$(5{,}4 \cdot 1{,}\ 32) \cdot (10^{-19} \cdot 10^{27}) = ?$$

Il primo prodotto lo si può fare a mente, in colonna o con una calcolatrice qualsiasi (fa quasi 7), mentre il secondo è l'addizione algebrica dei due esponenti (fa +8). Il valore finale è quindi circa $7 \cdot 10^8$.

Le cose non cambiano se dobbiamo fare una divisione (attenzione però che gli esponenti in questo caso si sottraggono), mentre se dobbiamo fare un'addizione o una sottrazione di due

valori in notazione scientifica con diverso esponente, la cosa non si pone neppure. Supponiamo infatti di sommare $7{,}31 \cdot 10^5$ con $5{,}2 \cdot 10^8$: il valore risultante sarà pari al valore più grande, cioè è $5{,}2 \cdot 10^8$. In pratica, in questo caso, è come sommare 731mila a 520milioni: il risultato è sì 520milioni e 730mila, ma se lo scrivete in notazione scientifica sarà $5{,}2073 \cdot 10^8$: che è, come dire, approssimativamente, $5{,}2 \cdot 10^8$.

Ordine di grandezza

La notazione scientifica diventa molto pratica anche per un altro motivo: come abbiamo già detto le misure scientifiche producono spesso risultati molto diversi tra loro. Quando possiedono molte cifre diventa difficile non solo fare operazioni ma anche paragonarle tra loro (chi è il più grande, quale pesa di meno, che rapporto c'è tra loro).

La notazione scientifica esprime un valore che può essere riassunto grossolanamente come l'esponente a base 10, che equivale all'ordine di grandezza di un numero o magnitudo numerica. In pratica l'ordine di grandezza dei due numeri citati all'inizio è rispettivamente -19 e 27: qual'è il più grande? E' ovvio, no?

Parlare in termini di ordine di grandezza è paragonare delle cifre nell'ordine di 10 volte per ogni unità di differenza. I terremoti, per esempio, vengono misurati con valori espressi nella scala Richter, che è, appunto, una magnitudine energetica o ordine di grandezza. La differenza nella energia scaturita da un sisma di magnitudo 6 è 10 volte maggiore di un sisma a magnitudine 5 e una volta di più (cioè il doppio) se invece la magnitudine è di 5,9. Una bella differenza!

Indice delle figure Scienze della Terra

n°	Capitolo	Nome figura	Fonte	Autore	Traduzione
1.1	Cielo notturno	Rotazione apparente	https://commons.wikimedia.org/wiki/File:Swirling_Star_Trails_Over_Yepun.jpg	Farid Char/ESO	
1.2	Cielo notturno	Zenit-Nadir	Moreno Gazzotti		
1.3	Cielo notturno	Moto apparente delle stelle	Moreno Gazzotti		
1.4	Cielo notturno	Declinazione	Moreno Gazzotti		
1.5	Cielo notturno	Moto apparente del Sole	Moreno Gazzotti		
1.6	Cielo notturno	Orsa maggiore	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Ursa_Major_constellation_map.svg	Torsten Bronger	
1.7	Cielo notturno	Costellazione	Moreno Gazzotti		
1.8a	Cielo notturno	Polo celeste Nord	Moreno Gazzotti		
1.8b	Cielo notturno	Polo celeste Sud	Moreno Gazzotti		
1.9	Cielo notturno	Costellazioni zodiacali	Moreno Gazzotti		
2.1	Distanze	Misure a mano	Moreno Gazzotti (ricostruzione)		
2.2	Distanze	Unità astronomica	Moreno Gazzotti		
2.3	Distanze	Effetto parallasse	Moreno Gazzotti		
2.4	Distanze	Triangolazione	Moreno Gazzotti		
2.5	Distanze	Triangolazione astronomica	Moreno Gazzotti		
2.6	Distanze	Proporzione parsec	Moreno Gazzotti		
3.1	Magnitudine	Luminosità e distanza	Moreno Gazzotti		
3.2	Magnitudine	Effetto fotoelettrico	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Fotoelektrischer_Effekt.svg	Afrank99	MG
3.3	Magnitudine	Fotomoltiplicatore	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Photomultipliertube.svg	Arpad Horvat	MG
3.4	Magnitudine	CCD	Osservatorio Cavezzo	Giulio Corradini	
4.1	Spettroscopia	Prisma e luce	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Prism_rainbow_schema.png		
4.2	Spettroscopia	Lunghezza d'onda	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Wavelength.JPG	Snowdog	MG
4.3	Spettroscopia	Prisma 2	Moreno Gazzotti		
4.4	Spettroscopia	Spettro delle radiazioni e.m.	https://it.wikipedia.org/wiki/File:Frequency_vs._wave_length.svg	B. Abel	MG
4.5	Spettroscopia	Spettro continuo	Moreno Gazzotti		
4.6	Spettroscopia	Spettro emissione	Moreno Gazzotti		
4.7	Spettroscopia	Spettro assorbimento	Moreno Gazzotti		
4.8	Spettroscopia	Salto elettroni	Moreno Gazzotti		
5.1	Colore	Spettro visibile e corpo nero	Moreno Gazzotti		

n°	Capitolo	Nome figura	Fonte	Autore	Traduzione
5.2	Colore	Formula di Wien	Moreno Gazzotti		
5.3	Colore	Spettri stellari	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Obafgkm_noao_big.jpg	MG	
5.4	Colore	Diagramma H-S	Moreno Gazzotti		
6.1	Stelle	Nebulosa di Orione	https://commons.wikimedia.org/wiki/File:Orion_Nebula_-_Hubble_2006_mosaic_18000.jpg?uselang=it	NASA	
6.2	Stelle	Shock-wave	Moreno Gazzotti		
6.3	Stelle	Globuli di Bok	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Eagle.column1.arp.750pix.jpg	J. Hester and P. Scowen	MG
6.4	Stelle	Gigante rossa sezione	Moreno Gazzotti		
6.5	Stelle	Ciclo di vita del Sole	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Solar_Life_Cycle.svg	Oliverbeatson	MG
6.6	Stelle	Nucleo di fusione supernova	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Evolved_star_fusion_shells.svg	R. J. Hall	
6.7	Stelle	Stella di neutroni	http://it.wikipedia.org/wiki/File:Stella_di_neutroni.png	NASA	
6.8	Stelle	Buco nero	Moreno Gazzotti		
6.9	Stelle	Ciclo stellare riassunto	Moreno Gazzotti		
7.1	Sistema solare	Schema Sistema Solare	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Solar_sys.jpg	Harman Smith and Laura Generosa	
7.2	Sistema solare	Sezione del sistema solare	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Oortschewolke.jpg	H. Sulzer	MG
7.3	Sistema solare	Origine 1	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Solarnebula.jpg	William K. Hartmann	
7.4	Sistema solare	Condrite	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:NWA869Meteorite.jpg	H. Raab	
7.5	Sistema solare	Origine 2	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Protoplanetary_disk.jpg	Pat Rawlings	
7.6	Sistema solare	Struttura interna	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:El_interior_solar.svg	Kelvinsong	MG
7.7	Sistema solare	Zona convettiva	Moreno Gazzotti		
7.8	Sistema solare	Granulosità	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Granules2.jpg	I. Gillan	MG
7.9	Sistema solare	Macchie solari	http://hu.wikipedia.org/wiki/F%C3%A1jl:Spotearth_Gband_DOT.jpg	R. Rutten	
7.10	Sistema solare	Brillamenti	http://it.wikipedia.org/wiki/Brillamento#mediaviewer/File:SOHO_solar_flare_sun_large_20031026_0119_eit_304.png	SOHO	
7.11	Sistema solare	Protuberanza	https://commons.wikimedia.org/wiki/File:Sunprominence_304erupt_crop.jpg	NASA	
7.12	Sistema solare	Corona	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Solar_eclipse_1999_4_NR.jpg	Luc Viatour	
7.13	Sistema solare	Vento solare	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Magnetosphere_rendition.jpg	NASA	
8.1	Leggi moto pianeti	Geocentrismo	Moreno Gazzotti		
8.2	Leggi moto pianeti	Aristarco	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Aristarco.PNG	Claudio Camozzi	
8.3	Leggi moto pianeti	De revolutionibus	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:De_revolutionibus_orbium_coelestium.jpg	Ex Officina Henricpetrina	
8.4	Leggi moto pianeti	Sistema di Brahe	http://commons.wikimedia.org/wiki/Image:Tychonian_system.svg	Fastfission	
8.5	Leggi moto pianeti	Ellisse	http://commons.wikimedia.org/wiki/Image:Keplero_ellisse.jpg	Marc Lagrange	MG

n°	Capitolo	Nome figura	Fonte	Autore	Traduzione
8.6	Leggi moto pianeti	2^ legge	http://commons.wikimedia.org/wiki/Image:Keplero_legge_delle_aree.svg?uselang=it	Maksim Zeyra	
8.7	Leggi moto pianeti	3^ legge	Moreno Gazzotti		
8.8	Leggi moto pianeti	Satelliti galileiani	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Thomas_Bresson_-_Jupiter(2)_(by).jpg	Thomas Bresson	
8.9	Leggi moto pianeti	Schema gravitazione	Moreno Gazzotti		
8.10	Leggi moto pianeti	Gravità solare	Moreno Gazzotti		
8.11	Leggi moto pianeti	Einstein	https://commons.wikimedia.org/wiki/File:Einstein_patentoffice.jpg		
8.12	Leggi moto pianeti	Reticolo spazio-tempo	https://commons.wikimedia.org/wiki/File:Spacetime_lattice_analogy.svg	Mysid	
8.13	Leggi moto pianeti	Lente gravitazionale	https://commons.wikimedia.org/wiki/File:Gravitational_lens-full.jpg	NASA	MG
9.1a	Forma della Terra	Reticolo sferico	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Sphere_wireframe.svg	Geek3	
9.1b	Forma della Terra	Terra	Immagine generica		
9.2	Forma della Terra	Ellissoide di riferimento	Moreno Gazzotti		
9.3	Forma della Terra	Costruzione del Geoide	http://commons.wikimedia.org/wiki/Image:Geoida.svg	MesserWoland	
9.4	Forma della Terra	Forma geoide	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Geoids_sm.jpg	NASA	
9.5	Forma della Terra	Gravimetro	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:LaCoste-Romberg.PNG	Reyko Schachtschneider	MG
9.6	Forma della Terra	Anomalie gravimetriche	Moreno Gazzotti		
10.1	Reticolato geografico	Battaglia navale	http://commons.wikimedia.org/wiki/Image:Battleship_game_board.svg	Actam	
10.2	Reticolato geografico	Meridiani	http://www.nauticawiki.altervista.org/index.php/File:Meridiani.gif	Ziobello	
10.3	Reticolato geografico	Distanza meridiana	Moreno Gazzotti		
10.4	Reticolato geografico	Paralleli	http://www.nauticawiki.altervista.org/index.php/File:Paralleli.gif	Ziobello	
10.5	Reticolato geografico	Angolo tra paralleli	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Latitud.png	Pastranec	MG
10.5	Reticolato geografico	Riassunto angoli reticolari	Moreno Gazzotti		
10.6	Reticolato geografico	Calcolo latitudine	Moreno Gazzotti		
12.1	Rotazione terrestre	Illuminazione solare	http://commons.wikimedia.org/wiki/Category:Earth_lighting_diagrams#mediaviewer/File:Earth-lighting-winter-solstice_EN.png	Przemyslaw Idzkiewicz	MG
12.2a	Rotazione terrestre	Esperimento Guglielmini	Moreno Gazzotti		
12.2b	Rotazione terrestre	Guglielmini	http://www.archiviostorico.unibo.it/System/95/246/guglielmini_giovanni_battista_1.jpg	Archivio storico Unibo	
12.3a	Rotazione terrestre	Foucault	http://commons.wikimedia.org/wiki/Image:Foucault.jpg		
12.3b	Rotazione terrestre	Pendolo di Foucault	http://commons.wikimedia.org/wiki/Image:Pendule_de_Foucault.jpg	Arnaud 25	
12.4	Rotazione terrestre	Effetto Coriolis	Moreno Gazzotti		
12.5	Rotazione terrestre	Giorno sidereo	Moreno Gazzotti		

n° Capitolo Nome figura Fonte Autore Traduzione

13.1	Rivoluzione terrestre	Caratteristiche generali	Moreno Gazzotti		
13.2	Rivoluzione terrestre	Assetto Terra eclittica	http://commons.wikimedia.org/wiki/Category:Earth%27s_orbit#mediaviewer/File:Asse_di_inclinazione_della_Terra.jpg	Andrea Pittalis	MG
13.3	Rivoluzione terrestre	Aberrazione	Moreno Gazzotti		
13.5	Rivoluzione terrestre	Zone astronomiche	Moreno Gazzotti		
14.1	Moti millenari	Precessione	http://it.wikipedia.org/wiki/File:Precessione0.PNG	Zetazeti	
14.2	Moti millenari	Spostamento equinozi	http://commons.wikimedia.org/wiki/Image:Precessione5.PNG	Zetazeti	
14.3	Moti millenari	Spostamento poli celesti	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Outside_view_of_precession.jpg	Tau'olunga	
14.4	Moti millenari	Eccentricità orbitale	Moreno Gazzotti		
15.1	Luna	Interno della Luna	https://commons.wikimedia.org/wiki/File:Main_lunar_core_blank.jpg	NASA MG	
15.2a	Luna	Impatto Theia – Terra	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Giantimpact.gif	NASA	
15.2b	Luna	Origine della Luna	Moreno Gazzotti		
15.3	Luna	Mari	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Wac_sinus_iridum300m.png	NASA	
15.4	Luna	Morfologie lunari varie	http://en.wikipedia.org/wiki/File:Montes_Apenninus_AS15-M-1423.jpg	NASA	
15.5	Luna	Mese sidereo e sinodico	Moreno Gazzotti		
15.6	Luna	Traslazione lunare	Moreno Gazzotti		
15.7	Luna	Fasi lunari	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Moon_phases_en.jpg	Orion 8	MG
15.8a	Luna	Eclisse solare	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Geometry_of_a_Total_Solar_Eclipse.svg	Sagredo	MG
15.8b	Luna	Eclisse lunare	http://commons.wikimedia.org/wiki/File:Geometry_of_a_Lunar_Eclipse.svg	Sagredo	MG